BIBLIOTHÈQUE PRATIQUE
DE L'ENSEIGNANT

Roger Caratini

Astronomie

2

Bordas

Collaboratrice principale : Françoise Caratini
Édition : Jeanine Bèze, Jacqueline N'Guyen-Tien
Documentation rédactionnelle : Jean-François Nahmias
Documentation iconographique : Alain Mignien
Dessins, schémas, diagrammes et cartes : Denis Horwath
Prises de vues : Jeanbor
Mise en pages : Ruth Ballangé, Lucien Lallemand
Couverture : Jean Castel

ISBN 2-04-012207-9

Ce volume est une édition remaniée de l'*Astronomie ;* il a été publié pour la première fois aux Éditions Bordas en 1968, dans la collection « Bordas-Encyclopédie ».

Avant-propos

L'astronomie est la science des astres ; il ne faut pas la confondre avec l'astrologie, ensemble de croyances superstitieuses et sans aucun fondement scientifique réel (mais qui se pare du langage des astronomes, trompant ainsi souvent le profane dans un but commercial). L'objet de l'astronomie est double : quand on observe la situation des astres dans le ciel, qu'on mesure leurs mouvements, qu'on décrit leurs trajectoires et qu'on prévoit leur position à un instant donné, on fait de l'*astronomie de position ;* quand on s'intéresse à leur nature, à leur composition chimique, aux conditions physiques (température, densité atmosphérique, etc.) qui y règnent, on fait de l'*astrophysique*. L'astronomie de position repose sur l'emploi des lunettes et télescopes, l'astrophysique sur l'analyse des radiations reçues des astres (photométrie, analyse spectrale, radioastronomie). Comme l'atmosphère qui entoure la Terre est un écran que de nombreuses radiations ne peuvent traverser, il est nécessaire d'aller étudier les astres au-delà de cette atmosphère : c'est là le rôle des sondes spatiales et des appareils placés sur les divers engins expédiés dans le cosmos ; l'*astronautique* est une technique qui relève des sciences appliquées, et il ne faut pas en faire une branche de l'astronomie dont elle est à peu près aussi éloignée que l'*aéronautique*.

La totalité de la matière constitue l'univers ; nous en ignorons expérimentalement les « limites » et il semble qu'il soit en constante expansion. Dans cet univers, de densité moyenne très faible, on trouve des condensations locales de matière sous forme d'*amas de galaxies*, de *galaxies*. A l'intérieur de chaque galaxie, la matière se présente sous forme diffuse (gaz interstellaire) ou sous forme condensée (étoiles, planètes). Parmi ces galaxies, il en est une qui nous intéresse particulièrement, c'est celle à l'intérieur de laquelle nous nous trouvons et dont la tranche se découpe dans le ciel sous la forme d'une traînée blanche que les anciens avaient appelée la *Voie lactée* (les légendes mythologiques grecques content que cette traînée aurait été causée par quelques gouttes de lait tombées du sein de Héra, l'épouse de Zeus, alors qu'elle allaitait Hercule). Le Soleil est une étoile parmi les cent milliards d'étoiles qui constituent notre Galaxie ; autour de lui tourne un cortège de planètes et d'objets divers ; la Terre est une de ces planètes.

Dans les pages qui suivent, nous aurons l'occasion de fournir un assez grand nombre de renseignements quantitatifs : distances, diamètres apparents, durées de certains phénomènes, dates, etc. Que le lecteur ne s'étonne pas de certaines discordances, car toute mesure dépend des points de repère que l'on choisit et de la qualité des instruments employés (que ces instruments soient des appareils déterminés ou des méthodes). Il en est d'ailleurs de même dans la vie courante ; lorsque nous disons que la distance Paris-Nice est de 950 km, encore faudrait-il préciser si les mesures partent de l'obélisque de la place de la Concorde ou du poste de police à l'entrée de l'autoroute du Sud, ou de tout autre point ; en outre, il faudrait indiquer quel est le point d'aboutissement de la mesure, s'il s'agit d'une distance à vol d'oiseau ou d'une distance routière et dans ce cas, de quelles routes il est question ; enfin il est bien évident que la méthode de mesure (triangulation, utilisation d'un compteur analogue aux compteurs kilométriques des automobiles, chaînes d'arpenteur, etc.) influera sur le résultat. Finalement, dire que Nice est à 950 km de Paris ne signifie plus rien de précis pour un géodésien ou un cartographe ; ce n'en est pas moins un ordre de grandeur utile à connaître en pratique. De même, en astronomie, affirmer que le Soleil est à 149 millions de kilomètres de la Terre est affirmer un ordre de grandeur : en fait, cette distance est variable au cours d'une année, à cause de l'excentricité de l'orbite terrestre et du mouvement de la Lune autour de la Terre, selon qu'on tient compte ou non de certains facteurs perturbateurs, etc. En général, nous donnerons dans le cours de nos exposés des grandeurs approximatives ; par contre, dans les tableaux récapitulatifs, nous proposerons les chiffres fournis par le *Bureau des longitudes*, institution fondée le 25 juin 1795 par la Convention, sur la proposition de Lakanal, en vue de perfectionner en particulier l'astronomie et ses applications ; le Bureau des longitudes publie régulièrement des *Éphémérides*, c'est-à-dire la liste des positions de certains astres en fonction du temps, et un *Annuaire* qui résume chaque année l'état des sciences relatives à l'astronomie, à la géodésie, etc. Si le lecteur rencontre une différence entre les nombres cités dans notre ouvrage et des renseignements d'origine distincte (en particulier des renseignements d'origine étrangère), qu'il ait présente à l'esprit la relativité conventionnelle de la notion de la mesure.

Sommaire



Phot. Official U.S. Navy Photograph.

NGC 6 946. Galaxie de la constellation du Cygne (nébuleuse-spirale du type Sc, vue de face ; voir p. 82). Le noyau est reconnaissable. Les étoiles jaunes forment les bras de la spirale : les étoiles bleues occupent les espaces intermédiaires ; les étoiles verdâtres constituent les populations mixtes I et II. Cette galaxie est située à environ 2 millions d'années de lumière de la Terre.

GÉNÉRALITÉS

HISTOIRE DE L'ASTRONOMIE.

L'astronomie des Orientaux avant les Grecs.

Faire de l'astronomie.

Il y a des hommes sur la Terre depuis des centaines de milliers d'années et, vraisemblablement, la *bête verticale* de Neanderthal, quand elle levait les yeux au ciel, contemplait le Soleil, la Lune et les étoiles avec un sentiment mélangé de crainte et de curiosité.

Nous ne connaîtrons jamais l'image que se faisaient du monde les premiers hommes ; tout au plus pouvons-nous l'inférer des représentations des primitifs : il est possible que certains Papous, certains Polynésiens aient par rapport aux astres une attitude voisine de celle de l'homme de Cro-Magnon ; il s'agit là de croyances qui intéressent l'ethnologue, mais qui n'ont que peu de rapport avec l'histoire de l'astronomie.

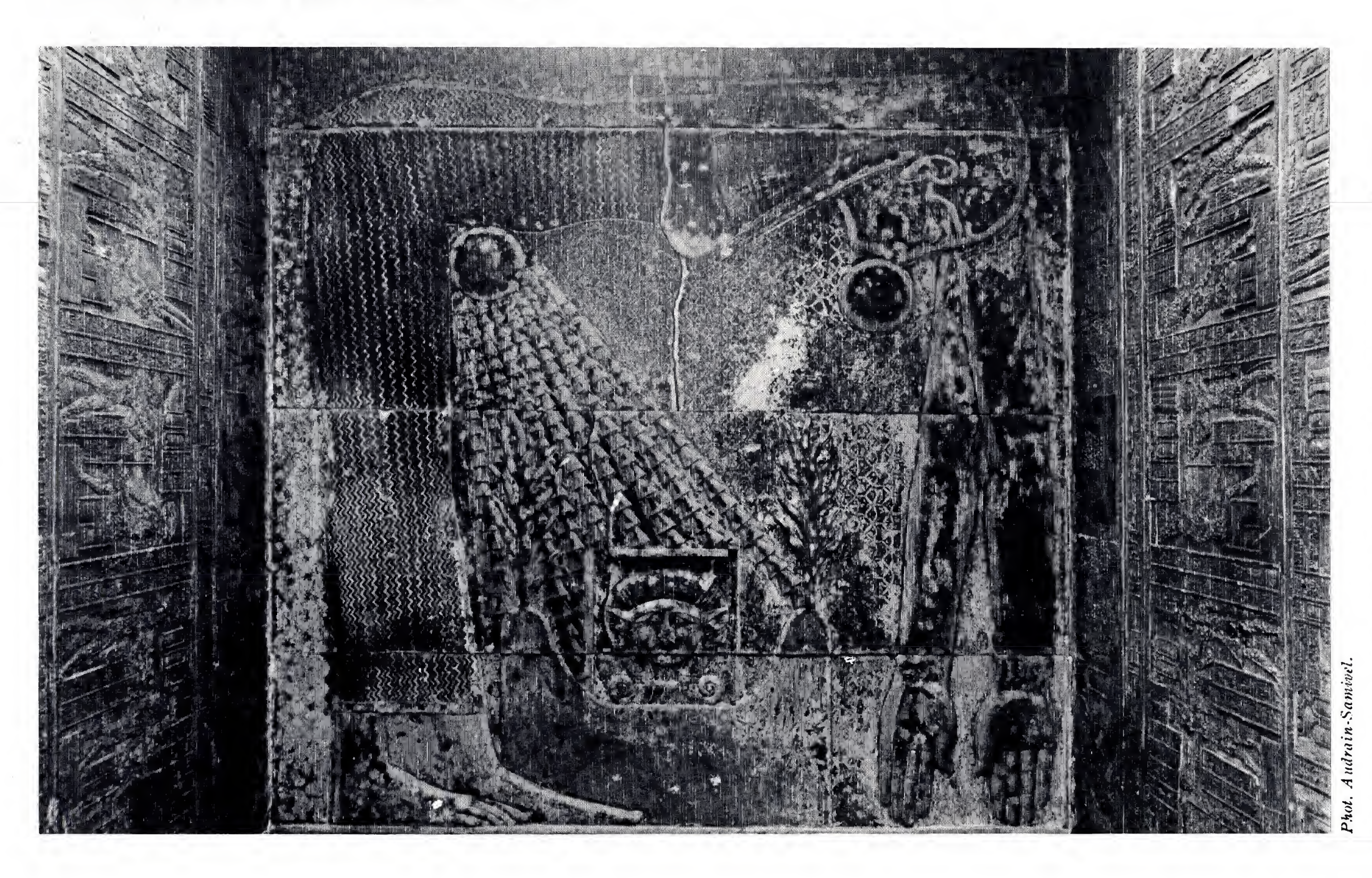
« Faire de l'astronomie », cela consiste à *observer* les astres, à les *repérer* dans le ciel, à essayer d'*expliquer* leurs mouvements, leur origine, à chercher à *découvrir* leur nature et leurs particularités. On peut faire de l'astronomie par simple curiosité, scientifique ou poétique ; on peut aussi être astronome pour des raisons pratiques plus ou moins valables qui sont les suivantes :

- *parce que la vie sociale* exige qu'on mesure le temps (fêtes, semailles, renouvellement du pouvoir d'un chef, etc.) et que l'horloge la plus régulière est celle du ciel ; de ce point de vue, l'astre le plus représentatif la nuit est la Lune, d'où l'abondance des calendriers lunaires dans l'Antiquité ;

- *parce que les peuples* qui voyagent sur mer ou dans le désert ont besoin de points de repère pour ne pas s'égarer : très tôt, les navigateurs ont su reconnaître la direction du nord (qui, 3 000 ans av. J.-C., n'était d'ailleurs pas donnée par l'*étoile Polaire,* mais par l'étoile α de la constellation du Dragon en raison de la *précession des équinoxes*) ;

- *pour des raisons météorologiques :* on sait qu'il fait plus chaud lorsque le Soleil est plus haut sur l'horizon, plus froid lorsqu'il est plus bas ; une population d'agriculteurs a donc intérêt, pour fixer le temps des semailles ou de la moisson, à suivre le rythme du Soleil, donc à connaître approximativement son mouvement annuel dans le ciel ; de nos jours, l'astronomie est la science de base de la météorologie ;

- *pour des raisons magiques :* l'homme primitif, ignorant et craintif, croit que l'univers est à son image et que, de même qu'il peut exercer une influence sur un être (en le tuant, en le soignant, en le mangeant, etc.), les choses peuvent aussi exercer une influence — bonne ou mauvaise — sur lui ; c'est chez les Chaldéens, aux troisième et deuxième millénaires av. J.-C., que s'est répandue l'habitude d'associer les événements de l'univers et ceux du ciel : ce sont eux qui sont à l'origine de l'*astrologie.* Les astrologues ont exploré le ciel avec une passion d'autant plus grande qu'ils pensaient y découvrir leur avenir et celui de leurs semblables ; leur espoir était vain, mais les observations qu'ils ont faites sont précieuses : car s'il est ridicule d'affirmer que tel règne sera heureux parce que, ce jour-là, l'étoile *x* se trouvait à telle place dans le ciel, en revanche, cette position mesurée avec soin fournit un renseignement positif et utile. Bref, les hommes ont ainsi observé les astres parce qu'ils croyaient y découvrir inscrit leur destin, puis — heureusement — ils ont abandonné ce projet présomptueux pour se limiter à *observer pour observer :* les astrologues sont alors devenus des astronomes.



Phot. Andrain-Samivel.

Le cycle quotidien du Soleil (le dieu Rê) selon les Égyptiens (peinture du temple de Denderah, d'époque ptolémaïque et romaine).

Dans la foisonnante mythologie solaire de l'ancienne Égypte, une des plus pittoresques explications du cycle quotidien du Soleil est celle que l'on voit ici représentée sur le plafond d'une des deux chapelles du temple de Denderah. Le dieu Rê voyageait au ciel sur deux barques : la Maandjet *le jour et la* Masaktet *la nuit ; la déesse de la voûte céleste,* Nout, *était figurée par une femme gigantesque dont le corps était arqué, comme une voûte, audessus de la Terre, tandis que ses membres — bras et jambes — pendaient au-delà du monde visible ; sa bouche et le bas de son ventre s'ouvraient au niveau de l'horizon. Le soir Nout avalait le Soleil, qui traversait son corps pendant la nuit ; elle le laissait échapper de son sein chaque matin. (Remarquer le Soleil brillant de tous ses rayons à gauche et le Soleil du soir, sombre, à proximité de la bouche de la déesse.)*

Naissance de l'astronomie en Mésopotamie.

Les auteurs épris de merveilleux ont prêté aux anciens — notamment aux Égyptiens — des connaissances astronomiques prodigieuses. Disons tout de suite qu'*il n'en est rien.* Les plus savants furent ceux qu'on a appelés pendant longtemps les Chaldéens (terme qui, chez les Grecs, était synonyme d'astronome) ; ils ont vécu en Mésopotamie, du golfe Persique à la Méditerranée, où ils sont installés dès le quatrième millénaire av. J.-C.

Après — bien après — les Mésopotamiens, les Égyptiens (qui apparaissent dans l'histoire à peu près en même temps que les Sumériens) élaborent un savoir astronomique très rudimentaire et essentiellement utilitaire ; les Égyptiens étaient des agriculteurs dont la vie était réglée par les crues du Nil, il était donc de la plus haute importance qu'ils rythment leur vie par rapport au Soleil. Il en résulte d'intéressantes observations du lever du Soleil et de l'étoile Sirius. Leur description du Ciel est très fruste, comparée aux descriptions *mesurées* des astronomes mésopotamiens qui sont les seuls, avant les Grecs, à noter tous les soirs la position d'un astre sur la voûte céleste divisée en degrés, minutes et secondes comme de nos jours (les Babyloniens sont à l'origine de la division sexagésimale) et à établir des *tables d'observation,* moins précises que les nôtres puisqu'ils n'avaient pas d'instruments d'optique, mais établies cependant à une minute d'angle près. On admire abusivement l'orientation des grandes pyramides, dont les faces sont tournées vers les points cardinaux : il s'agit là d'une orientation élémentaire qui n'exige aucune connaissance mystérieuse ; on a coutume aussi de monter en épingle les connaissances astronomiques des Chinois : il est bon de ne pas oublier qu'en 213 av. J.-C. tous les ouvrages, tous les livres existants furent brûlés par décret impérial ; quelques recueils anciens furent sauvegardés : les plus anciens textes chinois que nous possédions en matière d'astronomie ne remontent pas au-delà du IXe siècle av. J.-C.

Enfin, signalons que les Hébreux, dont les Livres sacrés (la Bible) retracent l'histoire, n'avaient aucune connaissance astronomique spéciale ; ils empruntaient leur savoir aux Assyriens, avec qui ils étaient en contact.

En résumé, quels que soient les romans et les légendes répandus dans le public, on doit bien se persuader de cette vérité : les civilisations orientales n'ont eu aucune connaissance astronomique d'envergure et seuls les Mésopotamiens ont procédé méthodiquement, entre 2800 et 600 av. J.-C., à des observations régulières. La synthèse de ces observations et l'explication scientifique de l'univers n'ont été réalisées qu'au IIe siècle de notre ère par le Grec Ptolémée dans l'*Almageste* (environ 137 de notre ère).

Le point des connaissances.

Le tableau ci-dessous présente un résumé succinct des connaissances astronomiques avant les Grecs.

On constate, en le parcourant, que seuls les Mésopotamiens ont possédé, dans l'antiquité préhellénique, un réel savoir astronomique.

Que savaient les Mésopotamiens?	Que savaient les Égyptiens?	Que savaient les Chinois?
Orientation selon les points cardinaux.	Orientation selon les points cardinaux.	Orientation selon les points cardinaux.
Détermination de la position d'un astre sur la voûte céleste par des mesures d'angle, avec comme point de repère l'*écliptique,* c'est-à-dire le cercle parcouru en un an par le Soleil sur la voûte céleste (ce cercle est déterminé en observant le point du ciel où le Soleil se lève chaque jour).	Leurs observations sont rapportées au cercle de l'horizon (ce qui est moins élaboré qu'un système de repère écliptique).	Détermination de la position d'un astre par rapport à l'équateur (v. p. 10 : les *coordonnées équatoriales*), sur lequel étaient repérées 24 étoiles principales, les *Sieou,* qui divisaient l'équateur en 24 parties de 15 degrés chacune.
Les Mésopotamiens découvrent qu'il existe des astres dont les positions relatives sont fixes (les étoiles) ; ces astres forment des figures dans le ciel (les constellations) ; 52 constellations sont reconnues dont 12 dans l'écliptique (ce sont les 12 signes du zodiaque).	Leur astronomie stellaire est à peu près nulle ; le zodiaque, qu'on rencontre en Égypte, est importé de Babylone.	Les Chinois comme les Mésopotamiens ont observé un certain nombre de constellations.
Étude du mouvement de la Lune en vue de l'élaboration d'un calendrier lunaire (v. p. 127) ; l'observation des mouvements relatifs de la Lune et du Soleil est particulièrement brillante chez les Babyloniens.	Observation du lever héliaque de Sirius, étoile la plus brillante du Ciel (appelée chez les Égyptiens *Sothis*). Le *lever héliaque* d'une étoile est la période de l'année où cette étoile se lève au même endroit que le Soleil ; pratiquement une étoile se lève en une même région du Ciel pendant 10 jours ; c'est ensuite une autre étoile qui a un lever héliaque. Chaque série de 10 jours est un *décan.*	Observations de la Lune et établissement d'un calendrier lunaire (v. p. 127) moins précis que le calendrier mésopotamien.
Les Mésopotamiens savaient qu'il existe des astres dont les positions par rapport aux étoiles sont variables (les planètes). Prédiction des éclipses de Lune et de Soleil par observation de leur périodicité (le cycle des éclipses, appelé le *Saros,* n'est pas véritablement connu).		Prédiction des éclipses (sans doute par observation de leur périodicité) ; la prédiction théorique, qui suppose connu le mouvement de l'orbite lunaire, n'apparaît qu'au début de l'ère chrétienne (méthode dite *des neuf routes de la Lune*).
Tentative de description mathématique des phases de la Lune.		

Les Grecs.

Observer et comprendre.

Avec les Grecs, l'astronomie devient une science mathématique ; certes les philosophes (notamment les *Prosocratiques*) tentent d'expliquer le monde par des systèmes cosmologiques arbitraires (en supposant l'existence d'une substance première qui se serait ensuite transformée et morcelée), mais, peu à peu, les découvertes s'affirment : dès Anaximandre (vers 580 av. J.-C.), une image géométrique de l'univers est proposée. Les astronomes grecs (en particulier les astronomes de l'École d'Alexandrie, entre 230 av. J.-C. et 140 apr. J.-C.) ont non seulement observé et reporté leurs observations sur des tables ou des cartes célestes rudimentaires, mais ils ont surtout tenté d'expliquer par des combinaisons de mouvements circulaires les mouvements des astres errants, les planètes : c'est à eux qu'on doit une première étude complète et systématique du *système solaire.*

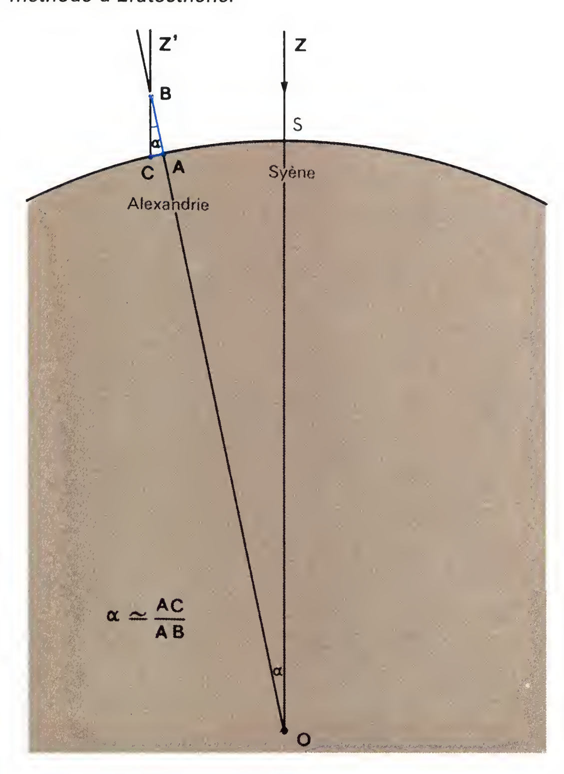
Une étude détaillée de l'histoire de l'astronomie grecque serait très longue ; les systèmes du monde qui ont été proposés au cours des mille années que dure l'évolution de la pensée hellénique sont extraordinairement nombreux ; nous examinerons donc les grandes découvertes, celles qui sont encore admises aujourd'hui, dans un tableau d'ensemble. Auparavant, nous devons souligner le caractère fondamental de l'astronomie grecque ; tous les observateurs de l'Antiquité ont été persuadés que l'état naturel d'un corps était l'immobilité et que, si on le mettait en mouvement, il aurait tendance, au bout d'un certain temps, à s'immobiliser. Ce postulat interdit toute étude *mécanique* (au sens moderne) du monde ; il faudra attendre Descartes et Galilée pour que soit énoncé le *principe d'inertie :* un corps en mouvement reste en mouvement aussi longtemps qu'une force extérieure ne vient pas contrarier ce mouvement. C'est en s'appuyant sur ce principe que Newton interprétera le mouvement des astres (v. p. 19) : *la gravitation universelle*). Bref, les Grecs n'ont pas *compris* le monde, ils l'ont *observé* et la systématisation de leurs observations constitue la première étape scientifique de l'astronomie.

Les astronomes grecs.

Date	Astronomes	Découvertes
vers 570 av. J.-C.	ANAXIMANDRE	La Terre est un astre plat isolé dans l'univers qui est sphérique et composé d'anneaux de feu laissant apparaître ce feu par des orifices.
début Vᵉ siècle av. J.-C.	PYTHAGORE les Pythagoriciens. PARMÉNIDE	La Terre est sphérique (c'est la première affirmation de ce fait qu'on rencontre dans l'Antiquité) ; systèmes cosmologiques divers.
vers 450 av. J.-C.	ANAXAGORE DE CLAZOMÈNES	La Lune, la Terre et les planètes sont des « grosses pierres » en mouvement dans l'espace. Explication des éclipses de Lune par l'ombre portée de la Terre lorsqu'elle passe entre le Soleil et la Lune.
450-400 av. J.-C.	PHILOLAOS (disciple de Pythagore)	Tous les astres sont sphériques et la Terre est un astre comme les autres, animé, comme les autres, d'un mouvement de rotation circulaire autour du feu central ; la durée de ce mouvement (24 heures) explique le *mouvement diurne* des étoiles (mouvement apparent des étoiles sur la sphère céleste d'est en ouest).
427-347 av. J.-C.	PLATON	Dans le *Timée,* Platon place la Terre au centre de l'univers, mais il souligne son caractère sphérique et le fait que les planètes doivent se voir assigner un mouvement régulier (mouvement qui est à découvrir).
408-355 av. J.-C.	EUDOXE (élève de Platon)	Description du mouvement de la Lune et des planètes Vénus, Mercure, Mars, Jupiter, Saturne, par la combinaison de mouvements circulaires centrés sur la Terre.
384-322 av. J.-C.	ARISTOTE	Dans le *De Caelo* (vers 350), Aristote reprend le système d'Eudoxe, mais donne une réalité concrète aux sphères supportant les mouvements circulaires (au total : 55 sphères de même centre). Aristote est le premier à fixer la grandeur de la Terre : 400 000 stades (1 stade = environ 157,5 m, soit à peu près 63 000 km de tour, ce qui est une grandeur excessive).
IVᵉ siècle av. J.-C.	HÉRACLIDE DU PONT	Il est le premier à supposer que la Terre tourne sur elle-même en un jour solaire et que Vénus tourne autour du Soleil.
vers 290 av. J.-C.	ARISTARQUE	Il est le premier à supposer que la Terre tourne non seulement sur elle-même, mais encore autour du Soleil.
vers 280 av. J.-C.	APOLLONIUS	Théorie des excentriques (voir figure après le tableau).
287-212 av. J.-C.	ARCHIMÈDE	Il mesure la circonférence de la Terre : 300 000 stades (environ 47 000 km) ; il propose aussi une évaluation (fausse) des distances du Soleil et de la Lune à la Terre.
273-192 av. J.-C.	ÉRATOSTHÈNE	Il mesure rigoureusement (avec les moyens de l'époque) la circonférence de la Terre : 250 000 stades (à peu près 40 000 km) ; la précision de sa mesure est de 2/1000.
vers 150 av. J.-C.	SÉLEUCUS	Mésopotamien qui reprend le système d'Aristarque.
	HIPPARQUE	Certainement le plus grand astronome de l'Antiquité : ses observations ont été faites avec rigueur entre 161 et 127 av. J.-C. Il fonde la trigonométrie, étudie avec rigueur le mouvement de la Lune et du Soleil, découvre la précession des équinoxes et établit le premier catalogue d'étoiles. Il adopte, pour le système solaire, l'ordre suivant : Terre, Lune, Soleil, Vénus, Mercure, Mars, Jupiter, Saturne, les étoiles étant au-delà du système solaire.
vers 140 ap. J.-C.	PTOLÉMÉE	Il conserve les théories d'Hipparque et les complète par ses observations et celles des astronomes qui se sont succédé depuis la mort d'Hipparque. Sa théorie du mouvement des astres (*géocentrisme*), connue sous le nom de « système de Ptolémée », est étudiée dans l'*Almageste* (titre donné par les Arabes au livre de Ptolémée qui groupe la totalité des connaissances astronomiques grecques).

Quelques précisions sur les connaissances astronomiques des Grecs.

- *Mesure de la circonférence de la Terre par la méthode d'Ératosthène.*



Le jour du solstice d'été, à midi, le Soleil ne donne aucune ombre à Syène : il est donc au zénith et les rayons solaires tombent sur la Terre selon les verticales fléchées sur la figure. A Alexandrie, l'obélisque AB a une ombre AC qu'on peut mesurer ; la mesure de AC et de AB donne l'angle α, angle que fait la direction du Soleil avec le zénith à Alexandrie et aussi angle au centre $\widehat{SOA}$. Ératosthène trouva 7°12′ pour l'angle α. D'autre part, la distance Syène-Alexandrie, mesurée sur la surface de la Terre, est de 5 000 stades (1 stade = environ 157,5 m) ; il n'y a plus qu'à faire une règle de trois :

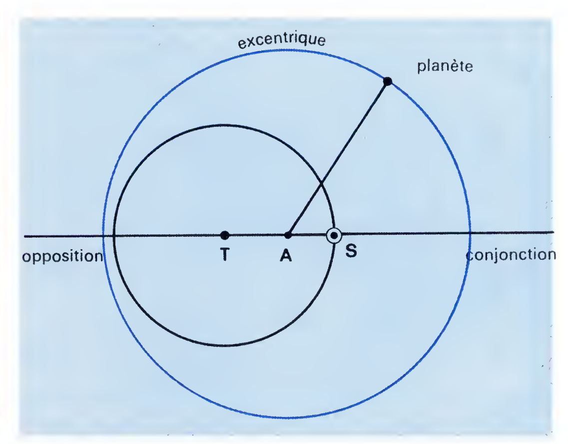
7°12′ (c'est-à-dire 1/50 de circonférence) représentent 5 000 stades ; donc 360° (la circonférence totale) représenteront 50 fois plus, soit 250 000 stades (39 375 km).

- *Dans quel ordre les anciens plaçaient-ils les astres par rapport à la Terre ?* Trois systèmes ont été proposés par les anciens astronomes :

Anaximandre	**Anaxagore**	**les Stoïciens**
la Terre	la Terre	la Terre
les étoiles	la Lune	la Lune
la Lune	le Soleil	Mercure
le Soleil	Vénus	Vénus
	Mercure	le Soleil
	Mars	Mars
	Jupiter	Jupiter
	Saturne	Saturne
	les étoiles	les étoiles

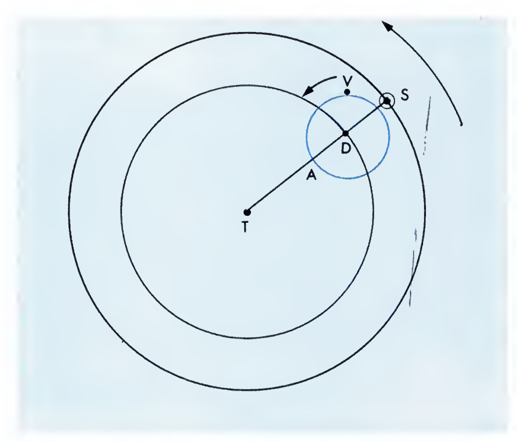
L'ordre d'Anaxagore a été adopté aussi par Pythagore, Platon, Eudoxe et Aristote ; l'ordre des Stoïciens a été adopté de l'Antiquité jusqu'à Copernic.

- *La théorie des excentriques.*



La distance d'une planète à la Terre varie puisque son éclat varie lui-même énormément (ce qui est très net pour Mars et pour Vénus) ; il faut donc supposer que la planète en question tourne autour d'un centre distinct de T ; comme le plus grand éclat est obtenu lors de l'*opposition* (la planète à l'*opposé* du Soleil par rapport à la Terre) et le plus faible éclat lors de la *conjonction* (la Terre et le Soleil d'un même côté de la planète), le centre de l'orbite de la planète doit être situé sur la droite TS, donc *excentré* par rapport à la Terre. La théorie des excentriques ne rend qu'imparfaitement compte du mouvement apparent des planètes ; Héraclide du Pont avait placé le point A en S et Aristarque avait généralisé en plaçant la Terre, elle aussi, sur une orbite autour du Soleil.

• *Le système de Ptolémée.* Le Soleil se meut sur



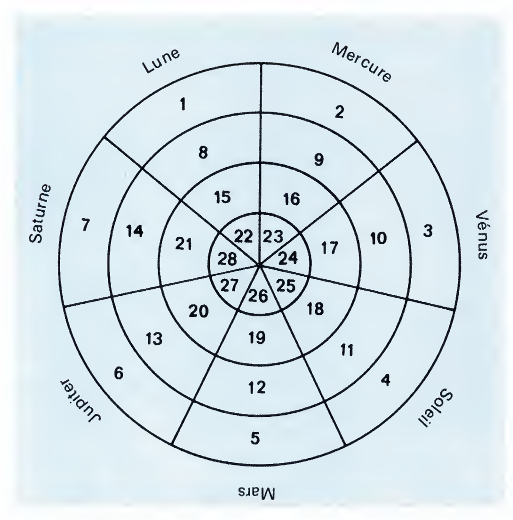
Le système de Ptolémée.

l'écliptique ; la planète V (ici Vénus) se meut sur un cercle, l'*épicycle*, centré sur un point de la droite, TS ; ce centre D décrit donc lui-même un cercle, le *déférent*. La position la plus éloignée de la Terre s'appelle l'*apocentre*. Le point A est déterminable par l'observation, le point D est choisi de telle sorte que $\frac{DA}{DT}$ soit maximal. Cette combinaison de mouvements circulaires rend *à peu près* compte des rétrogradations, des arrêts et des oscillations des planètes par rapport au Soleil pour un observateur situé sur la Terre ; plus tard, les astronomes corrigèrent, en le compliquant, le système de Ptolémée afin qu'il soit en accord avec la réalité observée : selon le mot de Ptolémée lui-même, il fallait « sauver les phénomènes » — ce qui est, au reste, la preuve d'une belle conscience d'expérimentateur.

Ajoutons que, dans tout cela, on se préoccupe uniquement de la position des planètes mesurée sur l'écliptique, c'est-à-dire de la *longitude écliptique* (v. p. 10) ; la *latitude écliptique* n'est pas étudiée : il semble que ce problème n'inquiétait pas les astronomes grecs.

• *Les planètes et les jours de la semaine.* Écrivons sur un cercle les sept corps célestes dans l'ordre établi par les Stoïciens et admis jusqu'à la révolution de Copernic, puis, en partant de la Lune, comptée 1, et en procédant selon une progression circulaire de raison 4 nous avons :

1 5 9 13 17 21 25.



Les planètes et les jours de la semaine.

On lit sur le cercle de la figure le nom des astres correspondants : Lune, Mars, Mercure, Jupiter, Vénus, Saturne, Soleil, ce qui donne l'ordre des jours de la semaine (le suffixe *di* correspond au latin *dies,* le jour) :

Lun-di .... jour de la Lune
Mar-di .... jour de Mars
Mercre-di .... jour de Mercure
Jeu-di .... jour de Jupiter (en latin *Jovis dies*)
Vendre-di .... jour de Vénus
Same-di .... jour de Saturne

Di-manche est une exception ; c'est le *jour du Seigneur* (*dies dominica* en latin). Les langues germaniques suivent plus ou moins la « règle » des cercles concentriques (*Sunday,* le jour du Soleil, *Sonntag,* etc).

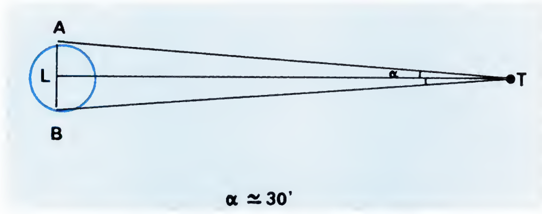
Ce procédé de désignation des jours (assez incompréhensible, il faut bien le noter) remonte au IIIe siècle de l'ère chrétienne ; c'est à cette époque qu'on abandonnera le décompte des Romains en *ides, calendes,* etc., pour le remplacer par une répartition des jours en *semaines.*

• *Il est à noter que les Grecs* n'ont fait que décrire une organisation géométrique hypothétique de l'univers ; avec les diverses corrections apportées par les observateurs, ce système s'adaptait à la réalité observée : paradoxalement, le système de Copernic (les planètes décrivent des cercles concentriques autour du Soleil) est bien plus imprécis par rapport aux observations, du moins en ce qui concerne les planètes dont les ellipses de révolution sont très allongées, de sorte que la confusion avec les cercles est impossible. D'autre part, les Grecs n'ont mesuré aucune distance astronomique à l'exception de la circonférence de la Terre et de la distance Terre-Lune (toutes les autres grandeurs proposées par divers auteurs sont fantaisistes).

C'est Aristarque qui établit le principe et c'est Hipparque qui mesura le diamètre de la Lune et sa distance à la Terre par l'observation des éclipses de Lune. On peut assimiler la zone d'ombre traversée par la Lune lors d'une éclipse à un cylindre dont le diamètre serait celui de la Terre (en réalité, il s'agit d'un cône, mais la distance Terre-Soleil est tellement grande par rapport aux grandeurs mesurées qu'on peut confondre, dans la zone de passage de la Lune, le cône avec un cylindre) ; on mesure le temps mis par la Lune pour traverser l'ombre de la Terre : on trouve ainsi que l'ombre est à peu près trois fois plus large que la Lune d'où l'on conclut que le diamètre de la Lune vaut 0,3 (environ) diamètre terrestre.

Quelques corrections de mesures donnent :

Diamètre de la Lune = 0,27 diamètre terrestre, c'est-à-dire à peu près $\frac{R}{2}$. D'autre part, le diamètre apparent de la Lune est de 30' ; or un cercle de 1 m de diamètre est vu sous un angle de 30' lorsqu'il est placé à 120 m de l'observateur ; donc la Lune doit être à $120 \times \frac{R}{2} = 60$ rayons terrestres de la Terre.



Distance de la Terre à la Lune :

$$TL = \frac{AL}{tg\,\alpha}$$

De Copernic à Newton.

Le système de Copernic.

L'astronomie moderne est née avec le Polonais Nicolas Copernic (1473-1543) qui fit ses études dans les universités italiennes de l'époque (Bologne, Padoue, Rome) et revint se fixer à Frauenbourg (près de Dantzig) où, de 1506 à 1543, il observa sans relâche un ciel peu propice aux observations astronomiques : les Chaldéens avaient eu les nuits magnifiques de l'Orient, Hipparque et Ptolémée avaient à contempler le ciel sans nuage et pur du monde méditerranéen, le chanoine Nicolas Copernic levait les yeux vers les nuages et les brumes de la Baltique. Après vingt-cinq ans d'observations pénibles (et généralement inexactes), il met par écrit ses idées sur le mouvement des planètes ; son livre, *Des Révolutions des ordres célestes,* paraît en 1543 à Nuremberg ; c'est dans le chapitre X de cet ouvrage — dont le titre latin est *De revolutionibus orbium cœlestium libri VI* — qu'il propose le système qui porte son nom : le Soleil fixe au centre de l'univers et, tournant autour de lui, la Terre et les planètes.

En fait, le système de Copernic est imparfait ; certes, il met le Soleil au centre de l'univers, mais il fait tourner les planètes autour du centre de l'orbite terrestre ; son héliocentrisme n'est pas intégral : pour corriger cette erreur et accorder ses affirmations avec l'expérience, Copernic est obligé de surcharger son système, dont la beauté réside dans sa simplicité, de constructions d'épicycles, à la manière de Ptolémée. En outre, comme nous l'avons déjà dit, en assignant une forme circulaire aux orbites des planètes, il commet une erreur grave qui sera corrigée par Kepler. Le système de Copernic ne fit pas beaucoup de bruit ; accueilli avec enthousiasme par un astronome hollandais, Mästlin, et par un Italien, Benedetti, il ne rencontra guère de succès auprès de ses contemporains. Néanmoins le livre fut mis à l'Index en 1616, car l'Église considérait que c'était un sacrilège et un blasphème d'assurer que le Soleil était immobile dans le ciel, alors que la Bible raconte comment l'Éternel « arrêta le Soleil » pour aider Josué à triompher des ennemis du peuple élu : si Dieu avait arrêté le Soleil, c'est que celui-ci bougeait ! La condamnation de Copernic fut donc prononcée à Rome et il n'est pas inutile de signaler qu'elle fut aussi réclamée par les protestants allemands Luther et Mélanchthon.

Et pourtant elle tourne !

Retournons à Mästlin et à Benedetti ; ces deux savants ont recueilli l'héritage de Copernic et enseignent des élèves de choix : Mästlin a eu Kepler comme élève à Tübingen, et Benedetti est le maître de Galilée.

Jean Kepler (1571-1630) est le véritable créateur de l'astronomie moderne ; convaincu, de par l'enseignement qu'il avait reçu, de la valeur du système de Copernic, il débute dans la carrière d'astronome par une tentative cosmologique exposée dans le *Prodromus,* tentative qui ne mérite pas d'être retenue sinon par la conséquence qu'elle eut : pour vérifier ses hypothèses, Kepler devint l'assistant de l'astronome danois Tycho Brahé (1546-1601) qui fut l'initiateur de l'astronomie de précision (c'est lui qui découvrit que les rayons lumineux en provenance des astres subissaient, dans l'atmosphère terrestre, une *réfraction* qu'il fallait corriger dans les observations). C'est en travaillant sur les documents de Tycho, en cherchant à les faire coïncider avec des constructions géométriques simples et héliocentriques, que Kepler découvrit en 1604-1605 les deux premières lois qui portent son nom et, en 1618, la troisième loi ; les lois de Kepler décrivent le mouvement des planètes autour du Soleil et précisent notamment que les planètes décrivent autour du Soleil des *ellipses* (et non des cercles) ; elles furent publiées en 1609 dans l'*Astronomie nouvelle,* et en 1619 dans les *Harmonies du monde.* Les lois de Kepler balayaient d'un seul coup toutes les théories précédentes et, comme le remarque l'astronome français Couderc, faisaient disparaître le cercle de l'astro-



158 DE MUNDI ÆTHEREI

NOVA MVNDANI SYSTEMATIS HYPOTYPOSIS AB 189
AUTHORE NUPER ADINUENTA, QUA TUM VETUS ILLA
PTOLEMAICA REDUNDANTIA & INCONCINNITAS,
TUM ETIAM RECENS COPERNIANA IN MOTU
TERRÆ PHYSICA ABSURDITAS, EXCLU-
DUNTUR, OMNIAQUE APPAREN-
TIIS CŒLESTIBUS APTISSIME
CORRESPONDENT.

Pleniorem

Phot. Palais de la Découverte.

Le système de Copernic.



Observatoire de Paris. Phot. Jeanbor.

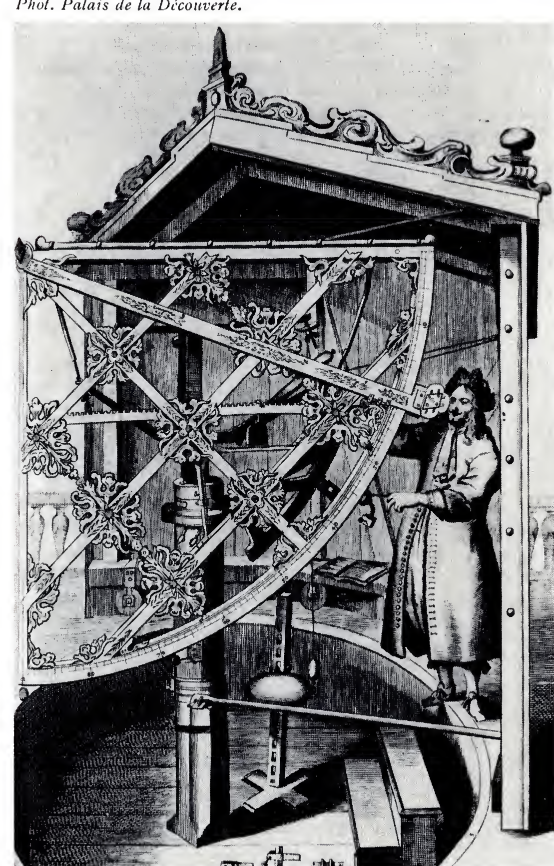
Ciel astral, tiré de **Astronomecium Caesarem** *de P. APIANS (1540). Les disques sont mobiles, tournant autour d'un axe central.*

nomie pour le remplacer par l'ellipse. (Les lois de Kepler seront étudiées avec le système solaire à la p. 19.)

Le deuxième grand héritier de Copernic fut Galilée (1564-1642) ; perfectionnant en 1609 une invention optique d'origine hollandaise (ou italienne... on ignore à qui appartient le mérite), il fabrique la première lunette astronomique et la braque sur le ciel au mois de janvier 1610 ; il découvre d'un seul coup ce que jamais les hommes n'avaient vu avant lui : les satellites de Jupiter, les phases de Vénus, les taches solaires et la rotation du Soleil, les anneaux de Saturne, des milliers d'étoiles, etc. C'est aussi Galilée qui, avec Descartes, est à l'origine du principe de l'inertie (un corps au repos reste au repos, un corps en mouvement reste en mouvement si aucune force n'intervient pour modifier le système et le mouvement naturel est rectiligne) ; Galilée est donc le père — toujours avec Descartes — de la *mécanique,* science du mouvement des corps que Newton appliquera plus tard aux corps célestes. Galileo Galilei enseignait les théories de Copernic et de Kepler, ce qui le fera condamner en 1633 par un tribunal ecclésiastique qui l'obligera à renier publiquement que la Terre tourne : il avait soixante-huit ans et l'histoire a conservé de ce procès l'image légendaire du martyr scientifique murmurant entre ses dents, le jour de son abjuration : *« E pur si muove »* (et pourtant elle se meut) ; c'est le bruit de ce procès qui effraya Descartes et le poussa à abandonner l'étude de l'univers pour rechercher, ce qui était moins dangereux politiquement, les propriétés de la lumière et des météores.

Galilée meurt en 1642 ; la même année, Isaac Newton (1642-1727) vient au monde ; la légende veut que la chute d'une pomme ait déclenché chez Newton l'hypothèse que la Lune, tout comme la pomme, tombait vers la Terre par l'effet de ce qu'il nommera plus tard la gravitation. Ce n'est qu'une légende évidemment. Mais ce qui est certain, c'est que, dès 1683, en s'appuyant d'une part sur les lois de Kepler, d'autre part sur le principe de l'inertie de Galilée et de Descartes, Newton entreprend d'expliquer l'univers : il y parvient en 1687 *(Principes mathématiques de la philosophie naturelle)* et nous renvoyons le lecteur à la p. 19, car il ne s'agit déjà plus de l'histoire de l'astronomie, mais de l'astronomie elle-même : Newton devait beaucoup à ses devanciers (« si j'ai vu plus haut que les autres, disait-il, c'est que j'étais monté sur des épaules de géant »), mais son œuvre est la base de toute la science du XVIIIe et du XIXe siècle. Ce n'est qu'au début du XXe siècle, avec la révolution einsteinienne et la théorie des quanta, qu'on reviendra sur les explications géniales du théoricien de la gravitation.

Phot. Palais de la Découverte.



L'astronome allemand Johannes Hevelius (1611-1687) le fondateur de la topographie du sol lunaire. Son instrument d'observation est un quart-de-cercle, permettant de mesurer les coordonnées astronomiques d'un astre.

Après Newton.

Les découvertes dues à la gravitation.

Après Newton, il y eut d'abord les continuateurs, ceux qui ont précisé et développé les conséquences de la gravitation. Nous retrouverons les détails de leurs travaux dans la suite de cet exposé ; groupons les principales découvertes.

1670	Huygens (1629-1695) met au point une horloge de précision.
1676	Le Danois Roemer (1644-1710) détermine à Paris la vitesse de la lumière par l'observation des éclipses des satellites de Jupiter.
1727	Découverte par Bradley (1693-1762) de l'*aberration,* cause du déplacement apparent des étoiles.
1748	Bradley constate et explique la *nutation* (oscillation de l'axe de la Terre sous l'influence gravitationnelle de la Lune).
1780	Herschel (1738-1822) découvre Uranus.
1784	Hypothèse de Laplace (1749-1827) sur l'origine du système solaire.
1846	Découverte par Le Verrier (1811-1877) et Adams (1819-1892) de la planète Neptune (la dernière conquête de la gravitation fut la découverte de la planète Pluton en 1930).

L'astronomie stellaire et l'astrophysique.

Après avoir compris le système solaire, l'homme a tenté de comprendre les étoiles : les observations de Halley (1718), de Wright (qui, en 1750, interprète la Voie lactée comme la vue en perspective de l'intérieur d'un immense amas d'étoiles : la *Galaxie*) préludent aux travaux de précision de William Herschel, qui établit que le Soleil se dirige vers son *apex* à la vitesse de 20 km/seconde avec son cortège de planètes, qui dresse des catalogues d'étoiles et de nébuleuses, qui découvre l'existence des étoiles doubles. L'astronomie stellaire n'a découvert qu'au début du XIXe siècle que les étoiles étaient très éloignées de nous ; les deux premières distances mesurées furent celles de l'étoile 61 de la constellation du Cygne (Bessel, 1838) et de Véga de la constellation de la Lyre (Struve, 1839).

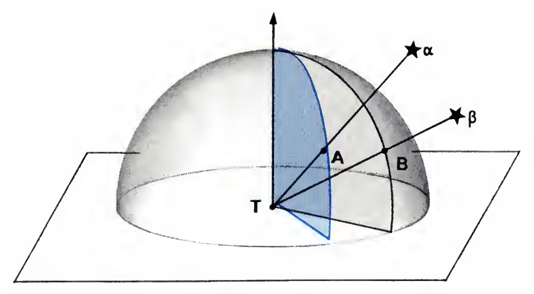
L'utilisation de l'analyse spectrale (étude de la composition chimique d'un corps d'après la nature de la lumière qui l'émet) va permettre de connaître la nature physique des astres ; ainsi naît l'*astrophysique,* dont l'un des premiers représentants est Huggins (qui analyse spectralement les étoiles dès 1864). C'est aussi par l'analyse spectrale des étoiles qu'on connaît leur température, leur état électromagnétique, etc. ; la *photométrie* (mesure de l'intensité lumineuse), la photographie astronomique (les premiers clichés furent réalisés en 1880 par les frères Henry), l'observation télescopique, à l'aide d'appareils puissants (le plus grand télescope du monde, celui du mont Palomar aux États-Unis, a un diamètre de 5,08 m), l'observation des ondes radio venues du cosmos (radioastronomie), la liaison enfin avec les diverses branches de la physique (mécanique relativiste, théorie de la matière et de l'énergie) font maintenant de l'astronomie une sorte de super-science qui repose sur toutes les autres : il ne s'agit plus d'en faire l'histoire, mais d'en décrire les aspects les plus importants. L'astronomie est une fenêtre ouverte sur un infini vertigineux ; comparé à l'univers et aux galaxies qui s'éloignent les unes des autres, l'homme n'est rien ; cependant il est l'être qui comprend l'univers... et, selon un mot d'Einstein, c'est là la seule chose vraiment incompréhensible.

REPÉRAGE DES ASTRES DANS LE CIEL.

Sphère céleste et mouvement diurne.

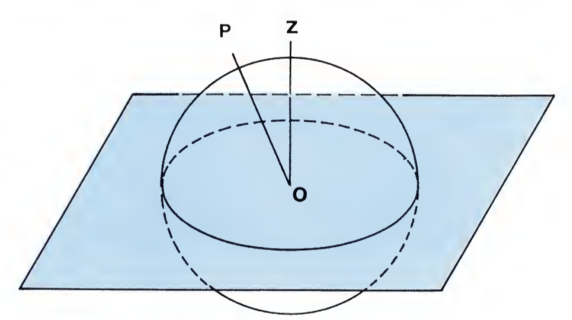
La sphère céleste.

Les anciens croyaient que les étoiles étaient accrochées à une sorte de coupole, la *voûte céleste,* recouvrant la Terre ; dans la mesure où l'on se limite à observer la position relative des astres, cette fiction ne fausse pas les résultats des observations et l'astronomie moderne appelle sphère céleste locale une coupole qui peut être réalisée en plexiglas, centrée sur l'œil de l'observateur et qui repose sur un plan horizontal passant par l'œil de cet observateur.



Distance angulaire de deux astres

L'expression « sphère céleste locale » est évidemment très mauvaise, puisqu'il s'agit non pas d'une sphère mais d'une demi-sphère et qu'elle n'est pas *céleste,* mais en verre ou en plexiglas ; le vocabulaire astronomique est traditionnel, et le lecteur rencontrera d'autres bizarreries de langage dans le cours de cet exposé. Si nous observons la position d'un astre sur la sphère locale, nous constatons qu'elle change au cours de la nuit et nous retrouvons l'astre à la même place, après 23 h 56 m 4,90 s (c'est-à-dire presque 24 heures) ; nous constatons en outre que les étoiles conservent leurs positions respectives : par exemple le chariot de la *Grande Ourse,* constellation que tout le monde sait reconnaître dans le ciel, se déplace d'est en ouest sans se déformer. Tout se passe comme si la sphère céleste tournait sur elle-même autour d'un axe passant par l'œil de l'observateur et la perçant en un point qu'on appelle le pôle céleste. Ce point est immobile dans la rotation considérée ; on l'appelle *pôle boréal* quand l'observateur est placé dans l'hémisphère terrestre nord, et *pôle austral* quand l'observateur est placé dans l'hémisphère terrestre sud ; le pôle boréal est très voisin de l'*étoile Polaire* qui indique, grossièrement, la direction du nord et que les navigateurs avaient repérée depuis la plus haute antiquité. Quant au mouvement lui-même, on l'appelle le mouvement *diurne ;* nous verrons plus bas (p. 115) que c'est un mouvement apparent : en réalité, c'est la Terre qui tourne sur elle-même, alors que la sphère céleste est immobile ; mais il se produit ce phénomène que tout le monde a pu constater : lorsqu'un train quitte une gare, on a l'impression qu'il est immobile et que c'est le train en station sur la voie voisine qui est en mouvement. De toute façon, puisque nous mesurons la position des astres par rapport à la Terre, peu importe de savoir ce qui est en mouvement et ce qui est immobile : du point de vue de l'astronomie des apparences, ce sont les mêmes mesures, au sens près (ainsi la Terre tourne d'ouest en est, et le Soleil *semble* tourner en une journée d'est en ouest). Pour bien marquer la position fixe des étoiles les unes par rapport aux autres, on suppose qu'elles sont fixées sur une seconde coupole, coiffant la sphère locale ; cette deuxième « sphère céleste » s'appelle la *sphère des fixes* et nous la ferons donc tourner autour de l'axe OP.



La sphère des fixes : l'axe du monde OP fait, avec la verticale OZ, un angle qui dépend du lieu d'observation.

Différents éléments de la sphère céleste.

De même que les géographes ont tracé sur la Terre des lignes imaginaires qui permettent de repérer les lieux géographiques (l'équateur et les parallèles, les tropiques, les méridiens), de même les astronomes définissent sur la sphère céleste un certain nombre d'éléments caractéristiques. Considérons la sphère céleste dans son ensemble, centrée sur l'œil O d'un observateur ; nous figurerons la sphère dans sa totalité, c'est-à-dire en tenant compte de l'hémisphère situé en dessous de l'horizon. Nous y marquons :

QUELQUES GRANDES ÉTAPES DE L'ASTRONOMIE

1900
1850
1800
1750
1700
1650
1600
1550
1500
1450
1400

LA MÉCANIQUE CÉLESTE

LE VERRIER
1811-1877

GALILÉE
1564-1642

NEWTON
1643-1727

EINSTEIN
1879-1955

Tycho BRAHÉ
1546-1601

LAPLACE
1749-1827

KEPLER
1571-1630

COPERNIC
1473-1543

Lunette de GALILÉE

LE SYSTÈME SOLAIRE

300 200 100 Après J.-C. Avant 100 200 300

HÉRACLIDE du Pont
IVe s. Av. J.-C.

ARISTARQUE
310-320 Av. J.-C.

ÉRATOSTHÈNE
276-196 Av. J.-C.

HIPPARQUE
v. 140

PTOLÉMÉE
IIe s. après J.-C.
vers 130

Système de PTOLÉMÉE

LES GRECS

HERSCHEL
1738-1822

Télescope d'HERSCHEL

ROEMER
1644-1710

J. CASSINI
1677-1756

HALLEY
1656-1742

BRADLEY
1692-1762

MESSIER
1730-1817

L'OBSERVATION DES ÉTOILES

500 300 100 Avant J.-C. Après 100 300 500 700 900 1100 1300 1500 1600 1700 1800 1900 2000

Sphéricité de la Terre

Géocentrisme

Calendrier Julien

Observations des astronomes arabes

Héliocentrisme

« ASTRONOMIA NOVA »

Calendrier Grégorien

« PRINCIPES » de Newton

Mesure de la vitesse de la lumière

Spectroscopie

Yerkes et l'observatoire du Mont-Wilson

La relativité généralisée

Radioastronomie

L'observatoire du Mont-Palomar

Astronautique

Les Quasars

Les trous noirs

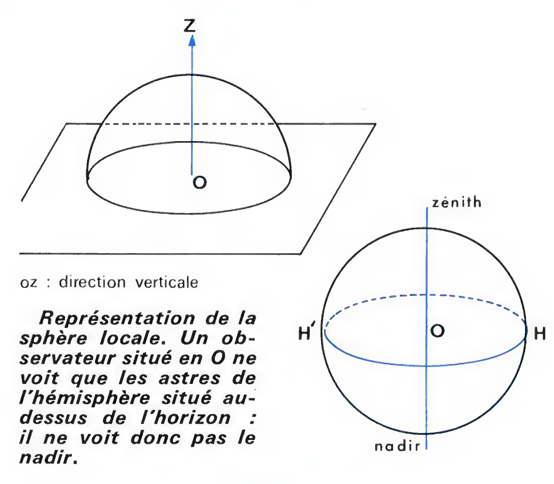


Astrolabe syro-égyptien.
(représentation du ciel sur disque plan).



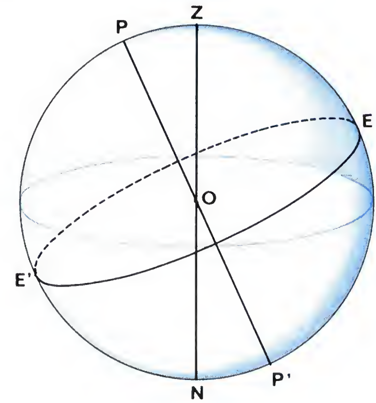
Observatoire de Paris. Phot. Jeanbor.

Théodolite (XVIe siècle).
Le demi-cercle tourne autour de son centre (mesure des hauteurs) ; le tout peut se déplacer sur le cercle-socle (mesure des azimuts).



oz : direction verticale

Représentation de la sphère locale. Un observateur situé en O ne voit que les astres de l'hémisphère situé au-dessus de l'horizon : il ne voit donc pas le nadir.

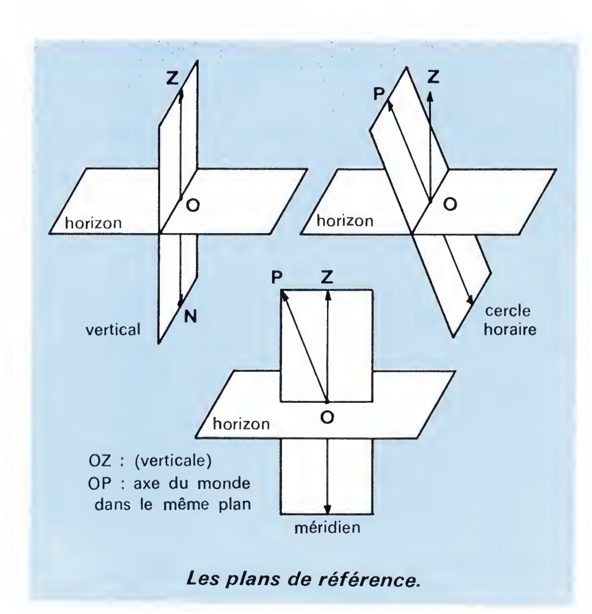


L'équateur et l'axe des pôles

On a coutume de représenter l'équateur céleste incliné obliquement, pour le distinguer du plan horizontal. Si les observations étaient faites au pôle Nord terrestre, la ligne ZN et l'axe du monde coïncideraient et le plan horizontal serait confondu avec le plan équatorial.

● Des éléments *locaux :* le plan horizontal et la ligne verticale du lieu d'observation (cette ligne est une droite qui va de l'œil de l'observateur au centre de la Terre) ; comme les astres sont à des distances considérables de la Terre, il est possible d'assimiler la Terre à un point. Le point le plus haut à la verticale est le zénith (dont la direction est banalement indiquée par le fil à plomb) et, si l'on prolonge la ligne observateur-zénith en dessous de l'horizon, on obtient le point diamétralement opposé au *zénith* que les Arabes appelaient le *nadir.* Le plan de l'horizon H'H peut se déterminer à l'aide d'appareils simples tels que le niveau à bulle d'air.

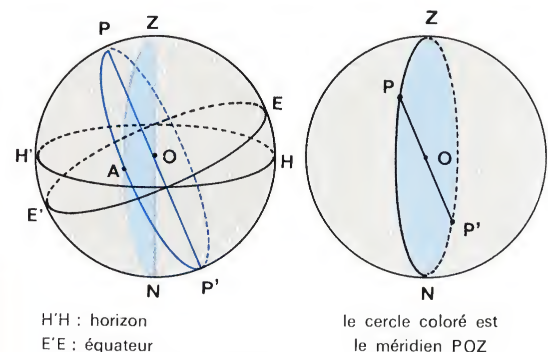
● *Des éléments liés au mouvement diurne* et qui, par conséquent, ne dépendent pas du lieu d'observation : la *ligne des pôles,* ou *axe du monde,* autour duquel tourne la sphère céleste qui n'est que le prolongement de l'axe de la Terre, et l'*équateur,* plan perpendiculaire à l'axe du monde et prolongeant dans tous les sens à l'infini l'équateur terrestre.

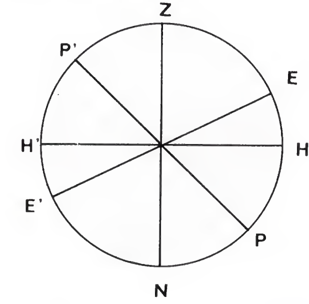


Les plans de référence.

● *Un plan passant par la ligne ZN* est un *vertical ;* un plan passant par les pôles est un *plan horaire* (comme on le figure sur la sphère, on dit un *cercle horaire*) ; lorsqu'un cercle horaire passe aussi par la verticale du lieu (c'est-à-dire comprend à la fois la ligne ZN et la ligne des pôles) on l'appelle le *méridien* du lieu d'observation.

Sur la sphère céleste, ces trois plans déterminent des grands cercles. De même que, sur le globe terrestre, on considère des cercles parallèles à l'équateur, de même





Quand on se place dans un plan méridien (plan de la figure), la figure se simplifie ; en particulier, le cercle horizontal devient la droite H'H et le cercle équatorial E'E.

Les grands cercles de référence.

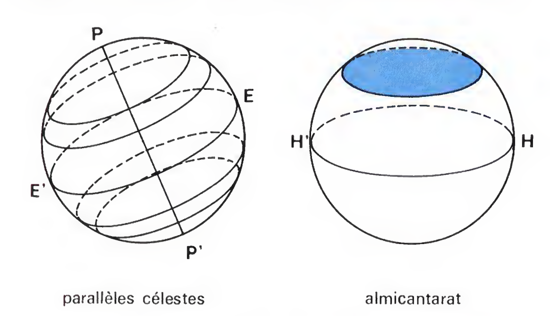


Nocturlabe.
Cet appareil permet de déterminer l'heure solaire par rapport à la Polaire.



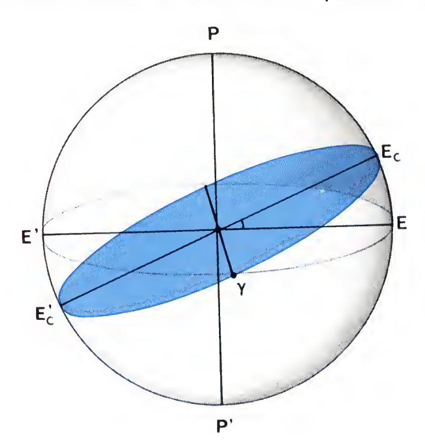
Quart-de-cercle azimutal.
Le principe de fonctionnement est le même que pour le théodolite.

nous aurons des *parallèles célestes* (parallèles au plan équatorial) et des parallèles à l'horizon appelés *almicantarats.* (Le lecteur ne s'étonnera pas des termes d'origine arabe : il ne faut pas oublier que ce sont les Arabes qui ont, au Moyen Age, repris les travaux de Ptolémée et baptisé un certain nombre d'éléments astronomiques.)



Petits cercles de la sphère céleste.

● *Il faut enfin placer sur la sphère céleste* un grand cercle, incliné de 23°27′ sur l'équateur et qu'on



L'écliptique et le point γ

appelle l'*écliptique ;* nous verrons plus loin que c'est le cercle parcouru *en apparence* par le Soleil en une année (une définition plus rigoureuse sera donnée plus bas). Les intersections de l'équateur et de l'écliptique s'appellent les *points équinoxiaux ;* l'un d'entre eux (voir figure) est appelé le point γ (point *gamma*) ; c'est le point où se trouve le centre du Soleil le jour de l'équinoxe de printemps (le 20 ou le 21 mars selon les années) ; ce point s'appelle aussi le *point vernal.* La lettre γ a été choisie car elle ressemble au signe ♉ qui désigne la constellation du Bélier, constellation dans laquelle se trouve précisément le Soleil, le jour de l'équinoxe de printemps (en fait, la position du Soleil le jour de l'équinoxe est variable à travers le temps : voir à ce sujet la *précession des équinoxes*).

● *Sur la sphère céleste,* les astres effectuent des mouvements qui peuvent se faire dans des sens variés ; pour caractériser les deux sens de rotation, on a pris les conventions suivantes :

On appelle *sens rétrograde* une rotation qui passe successivement aux points cardinaux suivants *pris dans cet ordre :* sud, ouest, nord, est, sud, etc. (c'est le sens dans lequel on donne les cartes au bridge par exemple, ou encore le sens des aiguilles d'une montre).

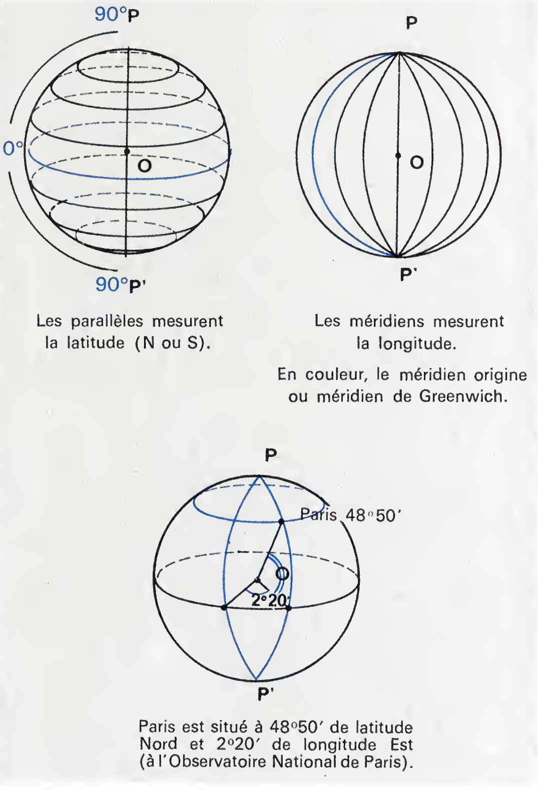
On appelle *sens direct* le sens contraire du mouvement des aiguilles d'une montre.

Coordonnées astronomiques.

Détermination d'un point sur la sphère.

Pour déterminer un point sur une sphère, il faut se donner deux plans de référence. Ainsi, sur la Terre, on choisit l'équateur terrestre et le méridien de Greenwich et l'on trace des lignes imaginaires qui sont les parallèles et les méridiens terrestres ; un lieu est parfaitement déterminé quand on connaît le parallèle sur lequel il se trouve *(latitude),* et le méridien sur lequel il est situé *(longitude).*

De même, sur la sphère céleste, on détermine la position d'un astre par référence à deux plans arbitrairement choisis. Le choix se fait en fonction du *but* de l'observation et des moyens dont on dispose. Si l'on fait de l'*astronomie de campagne,* c'est-à-dire qu'on repère

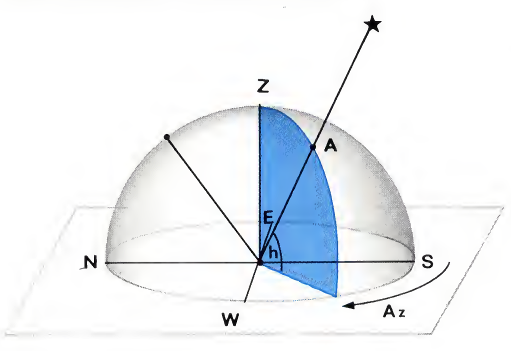


Méridiens et parallèles terrestres.

des astres en un lieu donné et à un instant donné, on utilise les coordonnées dites *horizontales,* qui sont les plus simples à déterminer ; si l'on veut éliminer l'influence du mouvement diurne (mouvement apparent des étoiles), c'est-à-dire si l'on veut que les mesures effectuées soient constantes au cours d'une nuit, on utilise les coordonnées dites *horaires ;* les *coordonnées équatoriales* et *écliptiques* sont indépendantes du lieu d'observation et du moment de l'observation.

Définition des coordonnées.

● *Coordonnées horizontales :* les plans de référence sont l'horizon et le méridien du lieu ; les coordonnées s'appellent la *hauteur* et *l'azimut*.



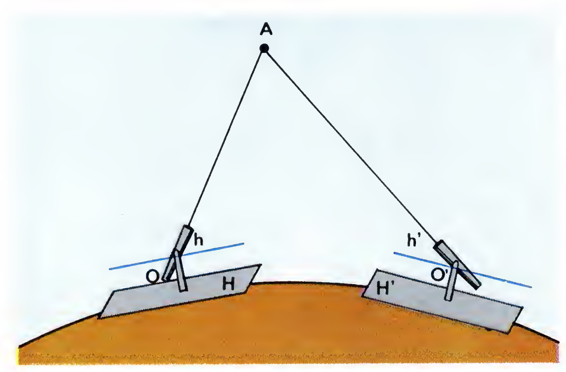
h = hauteur au-dessus de l'horizon
Az = Azimut
$\widehat{AZ}$, distance zénithale = 90° − h

(W est l'abréviation de West = Ouest)

Coordonnées horizontales.

h se mesure de 0 à 90° au-dessus de l'horizon ; Az se mesure de 0 à 360° dans le sens rétrograde à partir du sud.

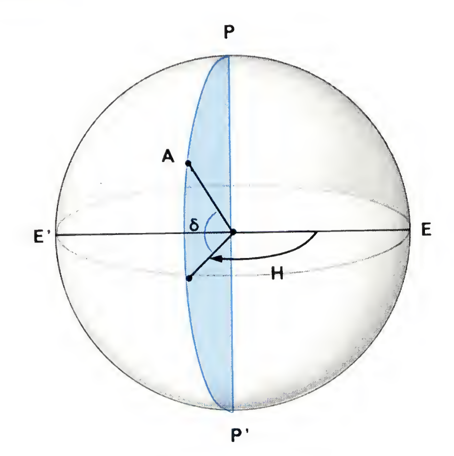
Il est clair que les coordonnées horizontales d'un astre varient avec le lieu d'observation :



Influence du lieu d'observation.

La hauteur de l'astre A au-dessus de l'horizon est évidemment différente pour un observateur situé en O et pour un observateur situé en O' (h ≠ h').

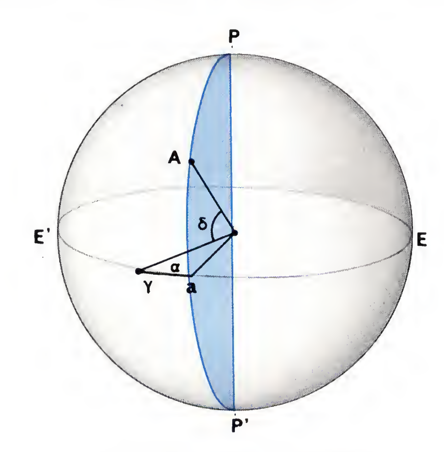
● *Coordonnées horaires :* les plans de référence sont l'équateur céleste et le méridien du lieu ; les coordonnées s'appellent : l'*angle horaire* H que fait le cercle horaire de l'astre avec le méridien du lieu et la *déclinaison,* désignée par la lettre grecque δ *(delta)* et qui n'est autre que la hauteur de l'astre au-dessus de l'équateur.



Les coordonnées horaires

H se mesure de 0 à 360° dans le sens rétrograde ;
δ se mesure de 0 à 90° en précisant s'il s'agit d'une déclinaison nord (+) ou d'une déclinaison sud (—) ;
$\widehat{AP}$ s'appelle la* distance polaire *; p = 90° — δ.

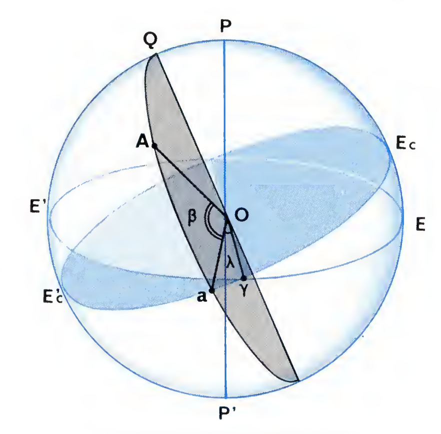
● *Coordonnées équatoriales :* elles se définissent selon le même principe que les précédentes, avec cette différence que l'origine des angles horaires n'est pas le méridien du lieu d'observation, mais le méridien du point vernal ou point γ. On définit donc la déclinaison δ comme précédemment et l'*ascension droite* comme l'angle du cercle horaire de l'astre avec celui du point γ, mais compté de 0° à 360° dans le *sens direct* (et non pas rétrograde comme c'était le cas pour l'angle horaire) ; l'ascension droite se désigne habituellement par la lettre α, mais on rencontre parfois l'abréviation AR correspondant aux initiales de la dénomination latine *(ascensio recta).*



Coordonnées équatoriales.

L'introduction du point γ comme origine des ascensions droites élimine l'influence du lieu d'observation dans la détermination des coordonnées d'un astre.

● *Coordonnées écliptiques :* on se repère en prenant comme base l'écliptique et l'axe perpendiculaire à l'écliptique. On définit ainsi la longitude et la latitude célestes (ne pas confondre avec les longitude et latitude terrestres) de l'astre. L'origine des longitudes est encore le point γ.



Coordonnées écliptiques.

On peut résumer tout cela en un tableau :

Coordonnées		Symboles	Origines	Sens de mesure	Observations
Coordonnées horizontales	Hauteur	*h*	Horizon du lieu.	De 0° à 90° vers le zénith	Distance zénithale $z = 90° - h$.
	Azimut	Az ou *a*	Le méridien du lieu (direction sud).	De 0° à 360° dans le sens rétrograde.	
Coordonnées horaires	Déclinaison	δ	Équateur.	De 0° à 90°.	Positivement vers le nord et négativement vers le sud.
	Angle horaire	H	Le méridien du lieu (direction sud).	De 0° à 360° dans le sens rétrograde.	
Coordonnées équatoriales	Déclinaison	δ	Équateur.	De 0° à 90° vers le nord (+) ou vers le sud (—).	Le point γ se déplace sur l'écliptique (voir *précession des équinoxes*) et le plan de l'équateur est lui-même légèrement variable.
	Ascension droite	α	Le point γ.	De 0° à 360° dans le sens direct.	
Coordonnées écliptiques	Latitude céleste	β	Écliptique.	De 0° à 90° au-dessus ou au-dessous de l'écliptique (positivement vers le nord et négativement vers le sud).	
	Longitude céleste	λ	Point γ.	De 0° à 360° dans le sens direct.	Le point γ est évidemment variable ; mais le plan de l'écliptique est plus stable, sur une longue période, que celui de l'équateur.

Remarques.

● *Les coordonnées horizontales se mesurent* aisément avec un théodolite, instrument léger et transportable qui se règle simplement (un niveau à bulle d'air permet de le placer dans le plan horizontal). En revanche, la détermination des coordonnées équatoriales exige que la lunette soit placée au départ dans le plan de l'équateur céleste ; c'est le cas des *lunettes équatoriales* qui, en outre, comprennent un mécanisme permettant de suivre les étoiles dans leur mouvement de rotation apparente.

● *Le point γ n'est pas fixe,* comme nous l'avons déjà signalé : on constate que le passage du Soleil à l'équinoxe de printemps rétrograde chaque année de 50",26 ; il fait le tour complet de la sphère céleste environ en 26 000 ans (voir p. 12 : *précession des équinoxes*) ; à ce phénomène est liée une variation de l'équateur céleste ; c'est ce qui explique qu'on utilise, pour des observations conduisant à des calculs sur une longue durée, les coordonnées écliptiques de préférence aux coordonnées équatoriales, en raison de la stabilité beaucoup plus grande du plan de l'écliptique.

● *De toute façon, les observations faites* couramment ne tiennent pas compte de la nutation ; on dit que les coordonnées sont des coordonnées *moyennes* et le point γ est appelé *point γ moyen.*

● *Le mouvement diurne dure* à peu près 23 h 56 m de nos horloges usuelles ; on utilise, dans les observations, des horloges astronomiques qui vont un peu plus vite que les horloges usuelles car elles correspondent à une rotation complète de 360° en 24 heures ; en une heure de ces horloges, les étoiles ont tourné de 15° dans le ciel (15° × 24 = 360°) ; ces pendules astronomiques s'appellent aussi des *pendules stellaires.* Nous verrons leur utilisation plus loin.

● *Enfin notons que les coordonnées* définies plus haut ne sont pas les seules utilisées ; on peut aussi définir les *coordonnées galactiques* (v. p. 80) ou les coordonnées *héliocentriques* (centrées sur le Soleil et non sur la Terre).



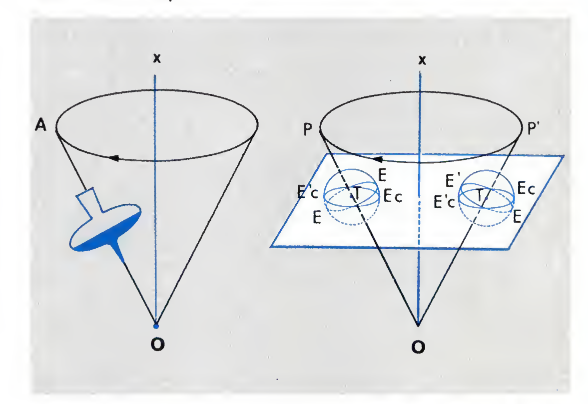
Observatoire de Paris. Phot. Jeanbor.

Carré géométrique construit par Habermel (1599). Cet instrument en cuivre doré sert à mesurer des angles dans un plan quelconque par déplacement de la réglette de visée ; le plan peut pivoter sur la genouillère centrale.

Précession des équinoxes et nutation.

Déplacement du point γ.

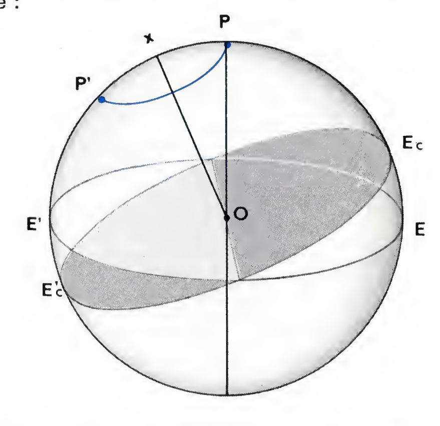
On appelle précession des équinoxes le fait, pour le point γ, de se déplacer sur l'écliptique, dont il fait le tour en 25 765 ans dans le sens rétrograde. Ce phénomène, déjà soupçonné dans l'Antiquité par Hipparque, s'explique par le fait que l'axe du monde tourne à la manière de l'axe d'une toupie :



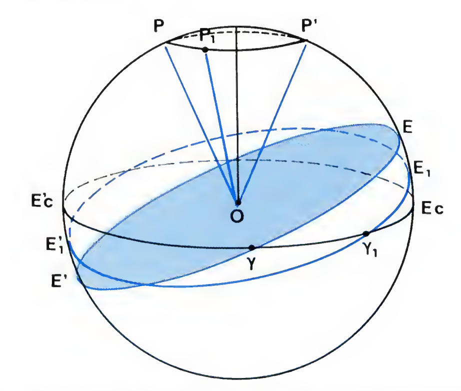
La toupie tourne sur elle-même autour de l'axe OA, mais cet axe décrit le cône d'axe Ox et de demi-angle au sommet $\widehat{xOA}$.

L'axe du monde OP autour duquel tourne la Terre décrit lui-même un cône de demi-angle $\varepsilon = \widehat{xOP}$; Ox est un axe perpendiculaire au plan de l'écliptique.

L'angle ϵ (lire *epsilonn*) est lui-même variable ; mais sa valeur *moyenne* est de 23°27'. Le pôle P de la sphère céleste se déplace donc conformément à la figure suivante :



P décrit le cercle de diamètre PP' parallèle à l'écliptique.

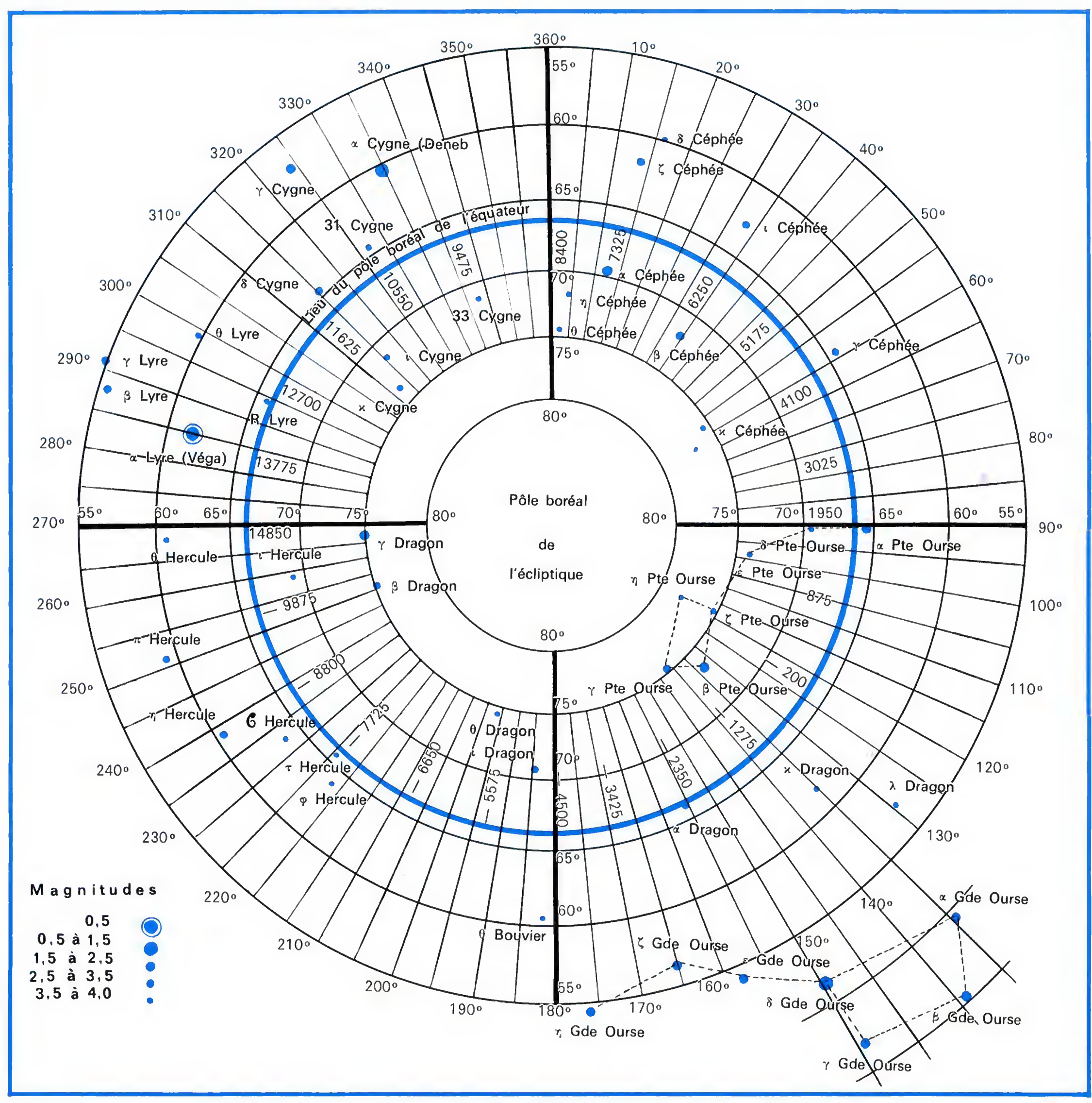


A deux positions OP et OP_1 de l'axe du monde correspondent deux positions de l'équateur, donc deux points : γ et γ_1.

et le point γ, intersection de l'équateur et de l'écliptique, se déplace en conséquence.

La précession des équinoxes a plusieurs conséquences :

● *Le pôle boréal n'est pas toujours* à la même place dans le ciel ; actuellement, il se trouve très proche de l'étoile *Polaire* (étoile α de la Petite Ourse) ; il y a quatre mille ans environ, à l'époque des astronomes



Le déplacement de l'axe du monde parmi les constellations.

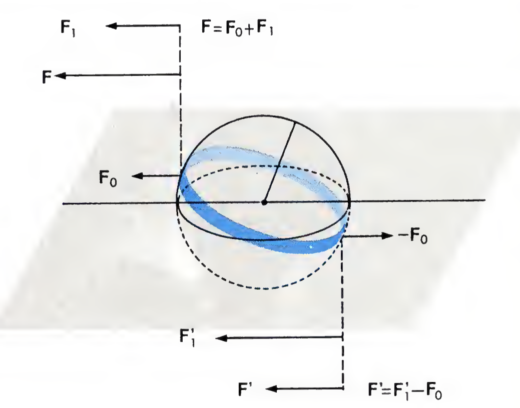
mésopotamiens, le pôle Nord se trouvait dans la constellation du Dragon. Le pôle austral (pôle Sud) tourne de la même façon : les deux cartes ci-dessus indiquent la position des pôles depuis 10 850 ans av. J.-C., jusqu'à 14 850 ans ap. J.-C.

● *Le point γ, avons-nous dit, se déplace* de 50", 26 par an dans le sens rétrograde. Autrement dit, le jour de l'équinoxe de printemps, le Soleil ne se lève pas toujours au même point au-dessus de l'horizon ; actuellement, il se lève dans la constellation des Poissons ; mais il y a environ 3 000 ans il se levait dans celle du Bélier, et dans 2 000 ans il se lèvera dans la constellation du Verseau.

● *La précession influe sur les coordonnées* astronomiques : elle modifie la longitude écliptique puisque celle-ci est mesurée à partir du point γ, ainsi que les coordonnées équatoriales.

Explication de la précession par la gravitation.

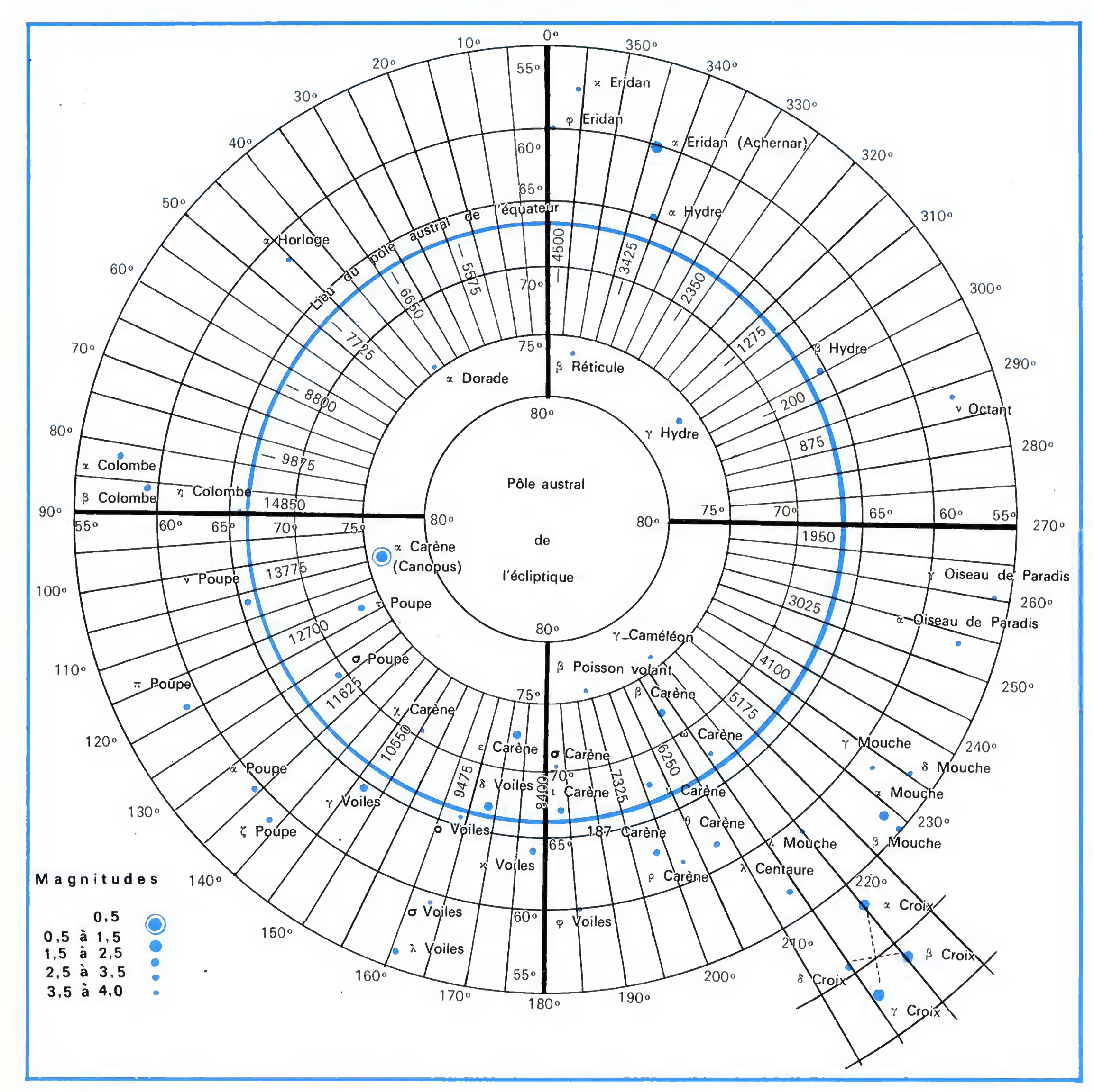
Le phénomène de précession a pour cause l'action combinée du Soleil et de la Lune sur le renflement du globe terrestre à l'équateur. Schématiquement, on peut se représenter les choses de la façon suivante : la Terre est aplatie aux pôles et renflée à l'équateur ; supposons que ce renflement n'intéresse qu'une petite portion du globe, un *anneau équatorial*. L'attraction solaire est une force F sur la partie de l'anneau la plus proche du Soleil et F' sur la partie diamétralement opposée ; F' est plus petite que F en vertu du principe de gravitation (la force est inversement proportionnelle au carré de la distance). On peut décomposer F en deux forces, F_0 et F_1, parallèles et de même sens, et remplacer F' par $F'_1 - F_0$, (en valeur absolue) ; finalement les forces F et F' correspondent à deux groupes de forces : les forces F_1 et F'_1 (gravitation) et le couple $\vec{C}$ composé des deux forces F_0 et $-F_0$ couple qui a pour effet de faire tourner l'anneau équatorial et de le ramener dans le plan de l'écliptique, c'est-à-dire de faire basculer le plan de l'équateur ; à ce mouvement de bascule de l'équateur correspond pour l'axe des pôles le mouvement d'axe de toupie décrit plus haut.



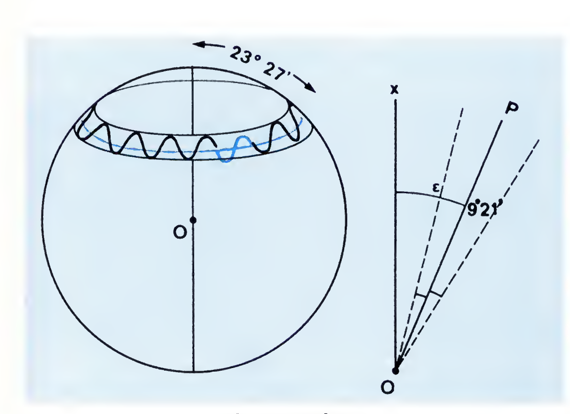
Le principe de l'attraction universelle explique la précession des équinoxes.

L'attraction lunaire et la nutation.

L'influence de l'attraction lunaire sur le renflement équatorial de la Terre a pour effet de faire varier l'angle ϵ qui oscille de 9"21 de part et d'autre de sa valeur moyenne (qui est, on le rappelle, 23°27'). On appelle *nutation* ce tremblotement de l'axe du monde ; il en résulte que le pôle décrit en fin de compte non pas un cercle parallèle à l'écliptique, mais une oscillation par rapport à ce cercle ; tous les 18,6 ans, le pôle se retrouve sur sa position moyenne.



Le déplacement de l'axe du monde parmi les constellations (doc. Annuaire du Bureau des longitudes).



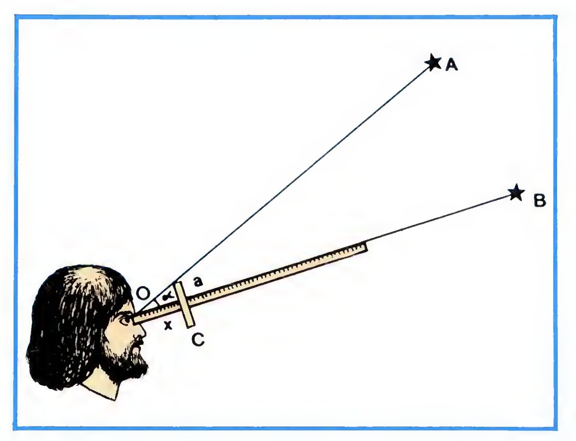
La nutation.
Sous l'action combinée de la Lune et du Soleil, le pôle se déplace sur la trajectoire dessinée sur la figure (les proportions ont été exagérées : la figure est schématique)

Ajoutons en outre que le plan de l'écliptique varie légèrement et que l'angle ε, outre les variations dues à la précession et à la nutation, connaît aussi une variation plus importante (de 21°59′ à 24°36′ environ en 3 000 ans). Au 1[er] janvier 1968, l'obliquité moyenne, en négligeant la nutation, était égale à 23°26′36″,40.

La trigonométrie sphérique.

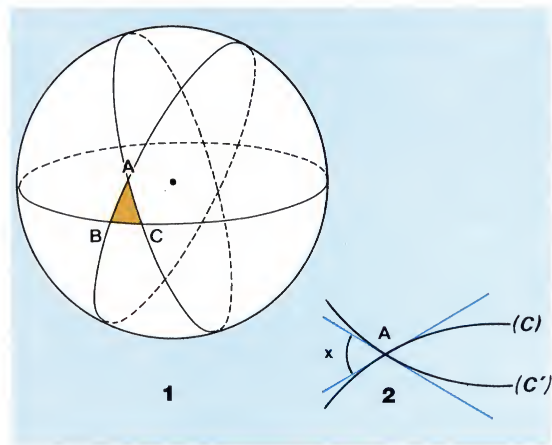
La notion de triangle sphérique.

L'observation des astres sur la sphère céleste donne lieu à des mesures angulaires ; certaines sont très simples et n'exigent qu'un matériel très élémentaire, d'autres sont plus complexes. Dans tous les cas, il est commode de calculer non pas sur les angles eux-mêmes, mais sur des grandeurs qu'on rapporte aux angles, appelées des *lignes trigonométriques*.



L'observateur vise l'astre B et déplace le curseur C le long de la règle de sorte qu'il voie en même temps l'astre A et l'astre B ; l'angle $\widehat{AOB} = \alpha$ est la distance angulaire entre A et B ; on peut aussi le définir par le rapport $\frac{a}{x}$ qui est la tangente trigonométrique de l'angle α (par définition).

En géométrie plane, la trigonométrie permet de mesurer les distances rectilignes *(triangulation)* ; sur une sphère, les distances sont des courbes, comme le montre la figure suivante :



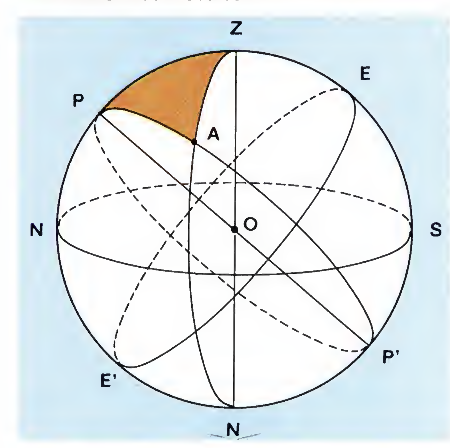
1. Le triangle sphérique ABC. — 2. L'angle de deux lignes courbes est l'angle que font entre elles les tangentes à cette courbe à leur intersection ; angle de (C) et (C′) = x.

ABC s'appelle un *triangle sphérique ;* ses trois « côtés » sont des arcs de grand cercle et se mesurent en unités d'angle, comme tout arc de cercle ; les « angles » A, B et C du triangle sphérique ABC sont les angles de ces cercles pris deux à deux. L'étude des grandeurs angulaires se fait à l'aide de la *trigonométrie sphérique.*

Notions résumées de trigonométrie sphérique.

Dans tout ce qui suit, les arcs de cercle sont mesurés en *radians* quand ils représentent les côtés d'un triangle sphérique, c'est-à-dire un triangle composé d'arcs de *grands cercles.*

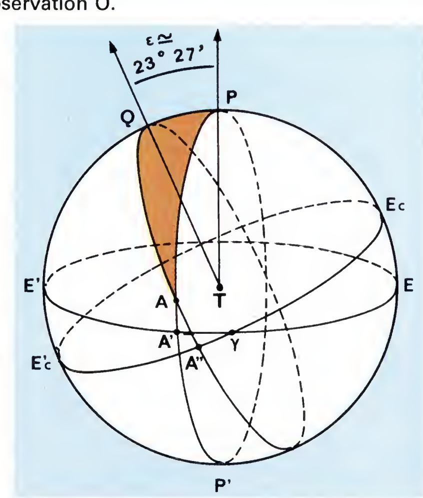
- *Coordonnées locales.*



Sur la sphère céleste locale, on a tracé l'horizon, la verticale OZ, la ligne des pôles OP et l'équateur E′E. Étudions le triangle sphérique APZ : la mesure de ses côtés et de ses angles nous fournit les coordonnées locales de A (voir tableau page suivante).

- *Coordonnées indépendantes du lieu d'observation.*

Nous considérons cette fois-ci l'équateur E′E et l'écliptique E'_c E_c, l'axe polaire TP et l'axe TQ, perpendiculaire à l'écliptique ; nous avons appelé T le centre de la Terre, puisque les coordonnées considérées ne dépendent plus du lieu d'observation O.



L'astre A détermine le triangle sphérique APQ dont les angles et les côtés fournissent les coordonnées de A indépendantes du lieu d'observation (voir tableau page suivante).

Éléments du triangle sphérique APZ	Nom des paramètres astronomiques	Symbole	Relation avec d'autres paramètres	Observations
$\widehat{PA}$	Distance polaire de l'astre.	p	$p = 90° - \delta$	La distance polaire est le complément de la déclinaison équatoriale.
$\widehat{ZA}$	Distance zénithale de l'astre.	z	$z = 90° - h$	La distance zénithale est le complément de la hauteur de l'astre au-dessus de l'horizon.
$\widehat{ZP}$	Distance zénithale du pôle ou *co-latitude* du lieu d'observation.	z_p	$z_p = 90° - \varphi$ (φ = latitude *terrestre* du lieu d'observation)	La latitude d'un lieu est égale à la hauteur du pôle au-dessus de l'horizon.
$\widehat{PZA}$	Pas de nom.	$\widehat{Z}$	$\widehat{Z} = 180° - Az$	Rappelons que l'origine des azimuts est en sud sur le cercle horizontal.
$\widehat{APZ}$	Angle horaire de l'astre.	$\widehat{H}$		
$\widehat{PAZ}$	Ce troisième angle ne correspond à aucune coordonnée astronomique utilisée.			

Coordonnées locales (voir figure page précédente).

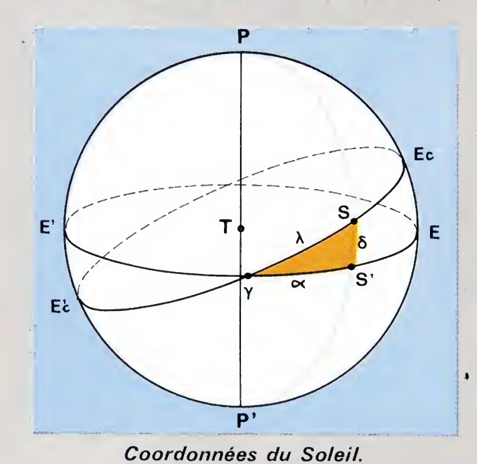
● *Relations fondamentales de la trigonométrie sphérique.*

Sur un triangle sphérique général de côtés a, b et c et d'angles A, B, C, on démontre que (formules de Gauss) :

$$\cos a = \cos b \cdot \cos c + \sin b \cdot \sin c \cdot \cos A$$
$$\sin a \cdot \cos B = \cos b \cdot \sin c - \sin b \cdot \cos c \cdot \cos A$$
$$\sin a \cdot \sin B = \sin b \cdot \sin A$$

Ces relations permettent de calculer les éléments du triangle ABC quand on connaît trois d'entre eux, tout comme on *résout* un triangle en trigonométrie plane ; les formules de Gauss sont donc d'une application courante en astronomie.

● *Cas particulier du Soleil :* si l'astre A est le Soleil S, il se trouve constamment sur l'écliptique et sa latitude β est donc toujours égale à zéro ; d'autre part, si l'on appelle S' le point où le cercle horaire du Soleil coupe l'équateur, on voit sur la figure que le triangle sphérique γ SS' est rectangle en S', le cercle horaire étant perpendiculaire à l'équateur. On démontre alors les relations suivantes entre α, δ et λ du Soleil qu'on écrit souvent $\alpha_\odot$, $\delta_\odot$ et $\lambda_\odot$, le signe $\odot$ précisant qu'il s'agit des paramètres du Soleil :

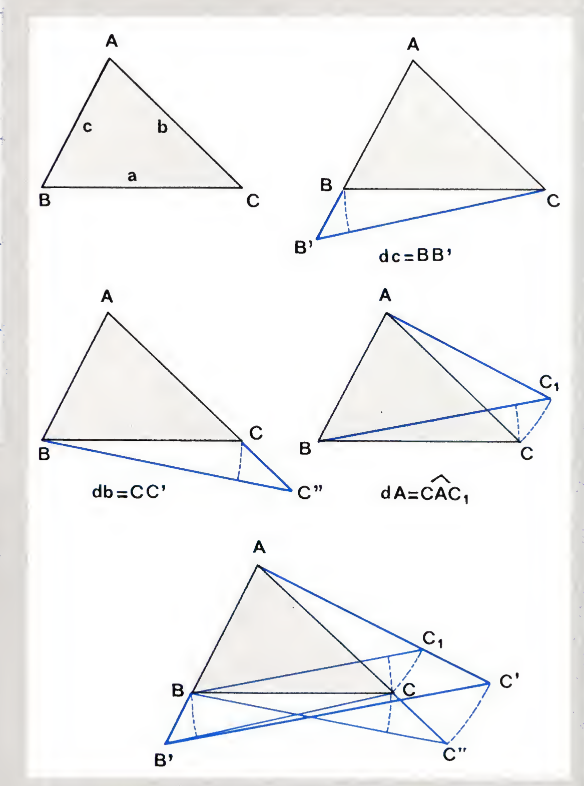


Coordonnées du Soleil.

$$\sin \alpha_\odot = \frac{\operatorname{tg} \delta_\odot}{\operatorname{tg} \varepsilon}$$
$$\operatorname{tg} \alpha_\odot = \operatorname{tg} \lambda_\odot \cdot \cos \varepsilon$$
$$\sin \delta_\odot = \sin \lambda_\odot \cdot \sin \varepsilon$$
$$\cos \lambda_\odot = \cos \alpha_\odot \cdot \cos \delta_\odot$$

● *Variation d'un triangle sphérique.*

Soit un triangle plan ABC ; toute variation des côtés b et c ou de l'angle $\widehat{A}$ entraîne une variation du troisième côté a :



Le triangle A B C devient le triangle A B' C' lorsque b, c et A varient de db, dc et dA ; da = B'C' - BC (schématiquement)

Autrement dit le côté a est une fonction de b, c et A :

$$a = f(b, c, A)$$

et les accroissements db, dc et dA imposés aux trois variables ont un effet résultant :

b devient $b + db$ d'où (pour a) da'
c devient $c + dc$ d'où (pour a) da''
A devient A + dA d'où (pour a) da'''
$f(b, c, A)$ devient $f(b + db, c + dc, A + dA)$

d'où :

$$da = df = f(b + db, c + dc, A + dA) - f(b, c, A)$$

avec :

$$da = da' + da'' + da'''$$

(principe de la superposition des petits effets)

En tenant compte des formules de Gauss et en différenciant, on démontre, dans le cas d'un triangle sphérique ABC, de côtés a, b, c, et d'angles $\widehat{A}$, $\widehat{B}$, $\widehat{C}$:

$$da' = \cos C \cdot db$$
$$da'' = \cos B \cdot dc$$
$$da''' = \sin b \cdot \sin C \cdot dA$$
$$\text{et } da = da' + da'' + da'''$$

Ces formules permettent en particulier de déterminer l'influence de la latitude du lieu d'observation φ sur les coordonnées locales d'un astre (on sait que $\varphi = h$) : toute variation $d\varphi$ de la latitude entraîne une variation dh et une variation $d(Az)$ qui peuvent être calculées. De même, la précession des équinoxes entraîne une variation $d\alpha$ et $d\delta$ des coordonnées équatoriales en fonction de $d\lambda$ (λ étant la longitude écliptique, qui varie en vertu de la précession des équinoxes) :

$$d\alpha = (\sin \alpha \cdot \operatorname{tg} \delta \cdot \sin \varepsilon + \cos \varepsilon)\, d\lambda$$
$$d\delta = \cos \alpha \cdot \sin \varepsilon \cdot d\lambda$$

avec $\begin{cases} \cos \varepsilon \cdot d\lambda \simeq 46'' \text{ par an} \\ \sin \varepsilon \cdot d\lambda \simeq 20'' \text{ par an} \end{cases}$

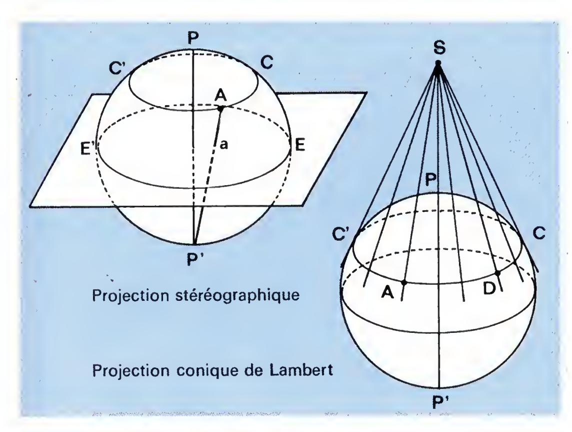
Coordonnées indépendantes du lieu d'observation (voir figure page précédente).

Éléments du triangle sphérique APQ	Nom des paramètres astronomiques	Symbole	Relation avec d'autres paramètres	Observations
$\widehat{PA}$	Distance polaire.	p	$p = 90° - \delta$	Voir tableau précédent.
$\widehat{PQ}$	Inclinaison de l'écliptique sur l'équateur.	ε	$\varepsilon = 23°27'$	Voir précession des équinoxes.
$\widehat{QA}$	Pas de nom.		$\widehat{QA} = 90° - \beta$	$\widehat{QA}$ est le complément de la latitude écliptique de A, c'est-à-dire de la hauteur de A au-dessus de l'écliptique.
$\widehat{APQ}$	Pas de nom.	$\widehat{P}$	$\widehat{P} = 90° + \alpha$	α est l'ascension droite mesurée à partir du point γ.
$\widehat{AQP}$	Pas de nom.	$\widehat{Q}$	$\widehat{Q} = 90° - \lambda$ (λ = longitude écliptique)	La longitude écliptique se mesure aussi à partir du point γ, mais sur l'écliptique et non pas sur l'équateur.
$\widehat{PAQ}$	Ne correspond à aucun paramètre astronomique.			

Cartes du ciel.

Établissement d'une carte.

Quand on sait déterminer les coordonnées d'un point sur une sphère, on peut ensuite établir la carte de cette surface sphérique ; c'est ce qui se passe en géographie : on divise une carte en se référant au plan de l'équateur pour les latitudes et au plan du méridien de Greenwich pour les longitudes et l'on précise dans quel sens se fait le repérage (nord ou sud par rapport à l'équateur, est ou ouest par rapport au méridien de Greenwich) ; le passage de la sphère à la carte plane est réalisé par un procédé de projection :



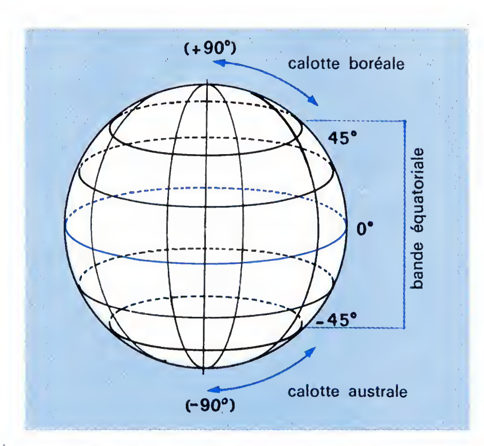
Deux exemples de projections

P' est le pôle Sud (pôle austral) ; l'astre A situé sur le cercle C'C est représenté sur la carte par le point a (intersection de P'A et du plan de l'équateur).

Pour représenter l'étoile A sur le cercle C'C, on trace le cône de sommet S tangent à la sphère et de base C'C ; on développe ensuite ce cône à plat ; les génératrices SC, SD, etc. représentent les cercles horaires.

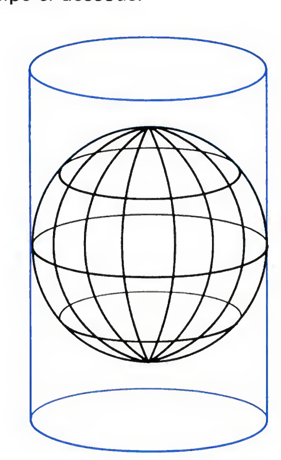
Les méthodes de projection qui permettent de remplacer la vision dans l'espace (sur une sphère) par une vision plane (planisphère) sont variées ; la déformation des figures, au cours de ces projections, est plus ou moins importante ; en pratique, on utilise des techniques différentes selon l'échelle (grande ou petite) ou selon la région du ciel observée (région polaire, région équatoriale, etc.).

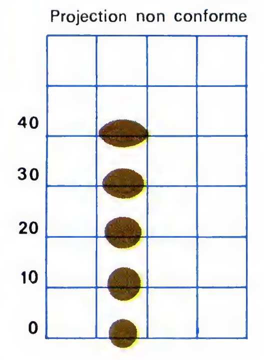
- *Cartes à petite échelle.*

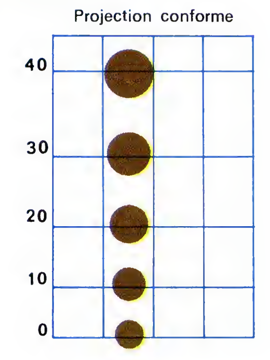


Les régions de la sphère céleste.

La projection de Mercator consiste à projeter la bande équatoriale sur un cylindre enveloppant la sphère ; en déroulant le cylindre à plat, on obtient un quadrillage qu'on modifie pour obtenir une représentation non déformée (c'est ce qu'on appelle une représentation conforme) selon le principe ci-dessous.







La projection de Mercator.

L'image d'un cercle devient une ellipse si le quadrillage n'est pas modifié (c'est le cas de la projection Mercator* non conforme*).

En déformant le quadrillage dans le sens de la hauteur selon des proportions convenables, on compense la déformation et le cercle ne se déforme plus (c'est ce qu'on appelle une projection conforme).

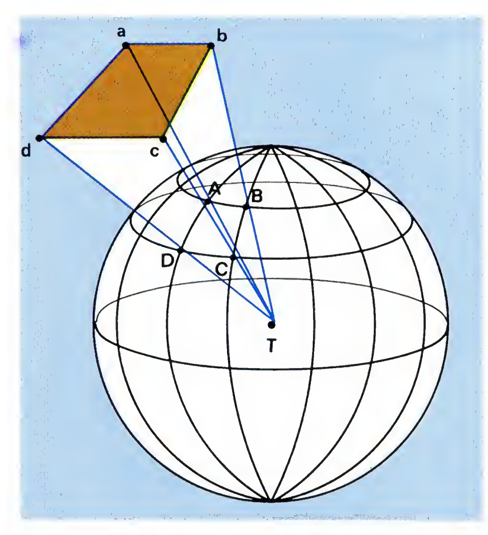
Remarque. Pourquoi ne représente-t-on pas le ciel en reportant les diverses constellations sur une sphère, comme on le fait en géographie avec les globes terrestres ? C'est évidemment la première idée qui vient à l'esprit et les anciens avaient tenté des réalisations de ce genre ; cependant, le procédé présente de nombreux inconvénients :

- *Nous ne sommes pas sur la sphère céleste,* mais *en son centre,* nous la voyons par-dessous et non par-dessus ; l'aspect du ciel étoilé serait alors différent, sur notre globe, de notre perception quotidienne.

- *Une carte plane est indispensable* dès qu'on veut reporter des mesures et repérer une trajectoire ; le voyageur qui prépare un itinéraire établit plus aisément son programme (kilométrage, villes traversées) sur une carte routière que sur une sphère.

- *Pour une représentation à grande échelle,* un globe céleste serait d'un encombrement tel que l'entreprise serait pratiquement irréalisable. Une comparaison fixera les idées : pour obtenir sur un globe terrestre (mappemonde) autant de précision que sur une carte au 1/100 000, il faudrait construire un globe de plus de 60 mètres de rayon !

- *Cartes à grande échelle :* on établit des projections fractionnées qu'on peut rendre aussi précises que l'on veut en restreignant la zone projetée.



Projection partielle.

Le quadrilatère gauche (c'est-à-dire dessiné sur une surface courbe) ABCD est projeté en a b c d sur le plan P ; on a choisi le centre T de la sphère comme point de vue ; on peut découper la sphère en autant de petits quadrilatères ABCD que l'on veut et, pour chacune de ces régions, faire une projection particulière. Un procédé de découpage en régions de ce genre a été utilisé pour dresser la carte internationale du monde au millionième.

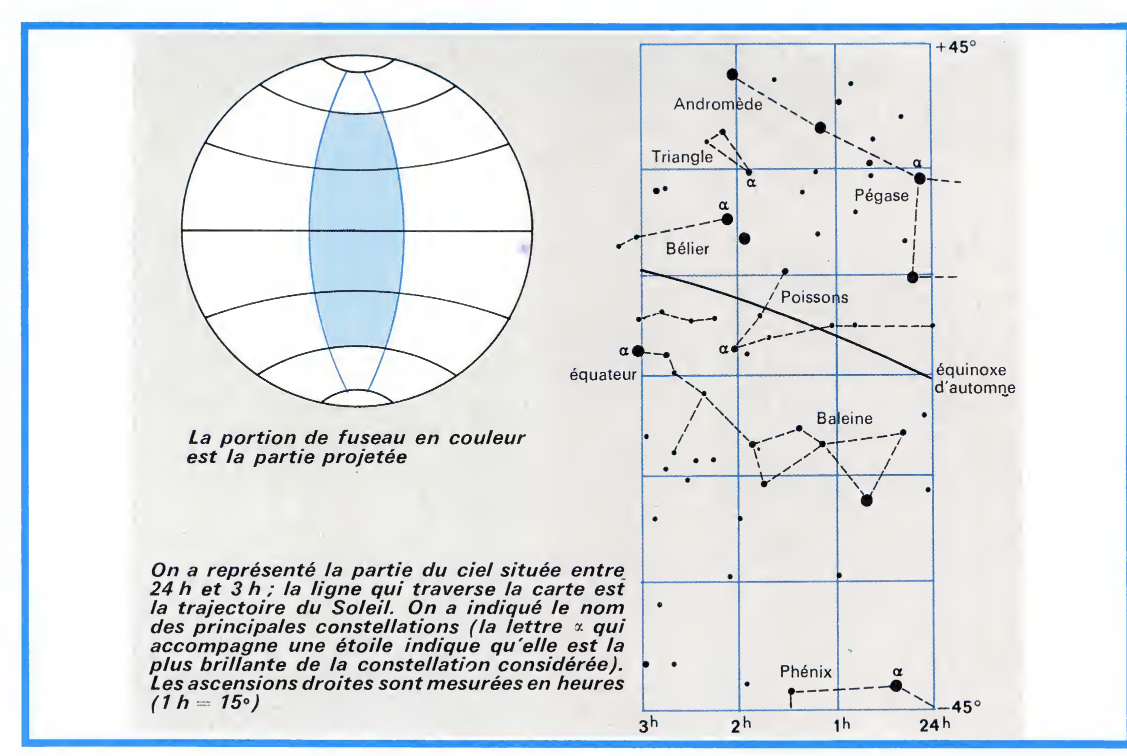


Phot. Jeanbor.

Gerardus Mercator (forme latinisée de Gerhard Kremer) naquit à Rupelmonde, dans les Flandres, le 5 mars 1512 ; il est mort à Duisburg le 2 décembre 1594. Mathématicien, astronome et surtout géographe, il s'est illustré par ses travaux cartographiques. Il a réalisé une carte de la Terre Sainte (1537), une carte du monde (1538) et une carte des Flandres (1540) ; un globe terrestre (1541) et une sphère céleste (1551) complètent ces premiers travaux. Il émigre en Allemagne, à cause des persécutions religieuses dont il est l'objet, et réalise ses deux grandes cartes murales de l'Europe (1554) et des îles Britanniques (1564). C'est en 1569 qu'il publie la méthode de projection qui porte son nom.

Les systèmes de projection se résument ainsi :

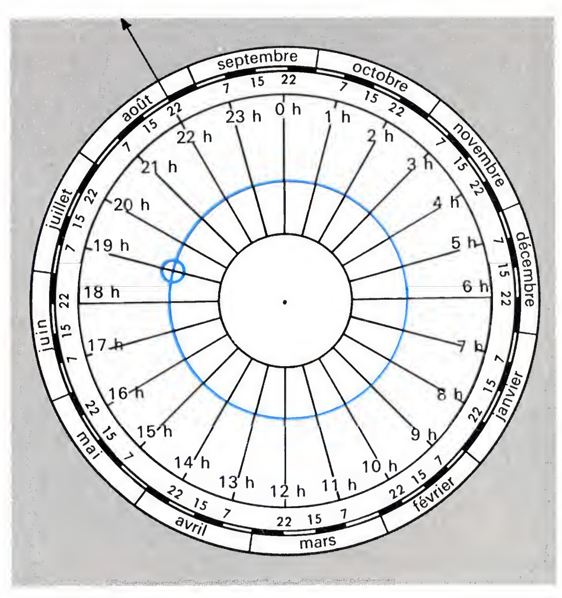
Régions de la sphère céleste représentées	Projection utilisée	Les cercles horaires sont représentés sur la carte par :	Les parallèles à l'équateur (cercle de déclinaisons) sont représentés sur la carte par :	Observations
Bande équatoriale.	Mercator conforme.	Droites parallèles (verticales) et équidistantes.	Droites parallèles (horizontales) dont les distances vont en croissant de 0° à 90°.	Voir commentaires ci-dessus.
Calottes polaires.	Projection conique de Lambert ou projection stéréographique.	Droites concourantes au centre de la carte.	Cercles concentriques.	



La portion de fuseau en couleur est la partie projetée

On a représenté la partie du ciel située entre 24 h et 3 h ; la ligne qui traverse la carte est la trajectoire du Soleil. On a indiqué le nom des principales constellations (la lettre α qui accompagne une étoile indique qu'elle est la plus brillante de la constellation considérée). Les ascensions droites sont mesurées en heures (1 h = 15°)

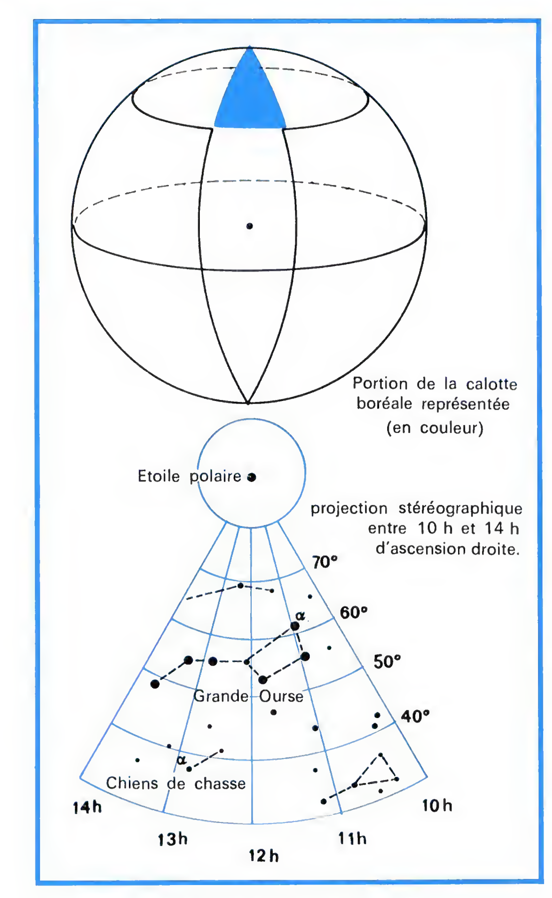
Projection de Mercator conforme.



Orientation d'une carte céleste (l'exemple qui suit et le document ci-dessus sont empruntés à l'Annuaire du Bureau des longitudes pour 1967).

Résultats.

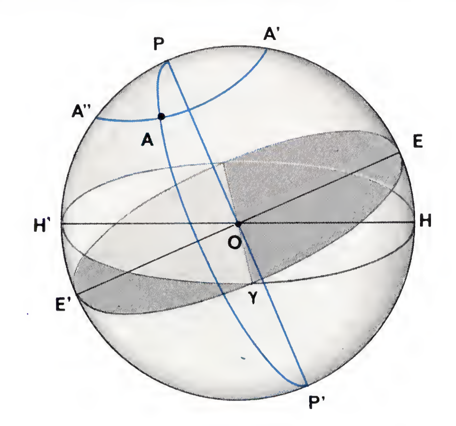
Les projections ci-dessus et ci-dessous représentent différentes régions du ciel selon les méthodes conformes et stéréographiques.



Projection stéréographique.

Comment se servir d'une carte céleste.

Un automobiliste qui lit une carte routière et qui cherche à déterminer son itinéraire doit d'abord repérer sur la carte le point où il se trouve, orienter convenablement la carte et ensuite la lire ; il en est de même des cartes du ciel, mais le problème est plus délicat, d'abord parce qu'elles sont établies en supposant la voûte céleste vue d'en dessous (ce qui fait que, lorsque nous plaçons à plat sur une table une carte céleste, nous devons avoir présent à l'esprit ce point de vue), ensuite parce que l'orientation en fonction du lieu de l'observation exige qu'on tienne compte du temps, du méridien, etc. Une remarque préliminaire concernant le mouvement des étoiles doit être faite. Soit H'H l'horizon d'un lieu d'observation, E'E l'équateur et A une étoile (voisine du pôle pour simplifier l'exposé) qui se déplace en 23 h 56 m de nos horloges ou en 24 heures d'une horloge astronomique, sur un cercle parallèle à l'équateur.



Passages d'un astre au méridien.

Au cours de sa rotation, l'étoile A passe deux fois dans le méridien du lieu : en A' (passage supérieur) et en A" (passage inférieur).

Intéressons-nous au passage supérieur (ainsi nommé parce que c'est la position la plus haute dans le ciel pour cette étoile). On peut dire indifféremment que $\overset{\frown}{E\gamma}$ est l'angle horaire H du point γ (voir définition des cercles horaires) ou que l'ascension droite du méridien contenant A' est $\overset{\frown}{\gamma E}$ (voir définition des coordonnées équatoriales). Cela posé, la lecture d'une carte doit se faire comme suit ; nous supposerons que notre observatoire est situé à Nice (longitude terrestre : 7°15' est ou, en unités horaires, 0 h 29 m), et que notre observation est faite à 22 h (heure légale d'été) le 23 août 1967.

1 – Poser, à plat sur la table, le schéma suivant qui comprend un cercle gradué en heures (1 heure = 15°) et un cercle gradué en mois (janvier, février, etc., décembre) ; pour simplifier la lecture, on a indiqué pour chaque mois le 7e, le 15e et le 22e jour (notre observation du 23 août tombe donc un peu après le 22 août sur ce cercle ; les deux cercles ont le même centre P (pôle Nord).

2 – Transformer l'*heure légale* en *heure locale* en tenant compte du fuseau horaire, des conditions en vigueur et de la longitude du lieu d'observation. On sait que la surface de la Terre est répartie en *fuseaux horaires* qui portent les numéros 1, 2, ... vers l'ouest de Greenwich et – 1, – 2, – 3, ... vers l'est ; le fuseau de Greenwich porte le n° 0 (à titre d'indication, la France est tout entière dans le fuseau 0) ; nous avons donc ici :

Heure légale de l'observation	22 h
Correction fuseau .... (puisque nous sommes à Nice, en France)	0
Correction heure d'été .... (l'heure légale d'été est en avance d'une heure sur l'heure locale)	– 1
Correction de longitude .... (si nous avions été à l'*ouest* de Greenwich, il aurait fallu *soustraire* la longitude)	0 h 29 m
d'où heure locale	21 h 29 m

3 – Compter le nombre de mois et de jours qui séparent la date de l'observation du 21 mars (date de l'équinoxe de printemps) ; dans notre observation du 23 août, il s'est écoulé entre le 21 mars et le 23 août, 5 mois et 2 jours.

4 – Multiplier le nombre de mois par 2 heures et le nombre de jours par 4 minutes ; ici on obtient 10 heures plus 8 minutes ; on peut négliger les minutes, en première approximation. Le temps ainsi calculé (10 heures) est ajouté à 12 heures (c'est l'heure du passage supérieur du point γ au méridien du lieu le jour de l'équinoxe de printemps) : 10 + 12 = 22 heures. Ajouter l'heure locale (21 h) au résultat obtenu (22 + 21 = 43 h). Comme le cercle intérieur s'arrête à 24 heures on compte 43 – 24 = 19 heures et l'on obtient ainsi le rayon correspondant au plan du zénith du lieu d'observation.

5 – On trace alors un cercle de centre P correspondant à la déclinaison δ égale à la latitude du lieu d'observation (pour Nice, approximativement égale à 45°). L'intersection de ce cercle et du méridien horaire déterminé donne la position du zénith au lieu et à l'heure de l'observation.

Si l'on veut éviter ces calculs, on peut reporter sur un papier transparent le cercle gradué en heures, mais numéroté en sens inverse du cadran horaire ; on fixe le cercle transparent à l'aide d'une épingle centrale sur le cadran ; on le fait tourner de sorte que l'heure locale calculée (ici à peu près 21 h) du cercle transparent coïncide avec la graduation de la date d'observation (ici 23 août) sur le cadran ; le zéro du cercle transparent coïncide alors avec un rayon du cercle (ici le rayon de 19 h) qui est le plan horaire du zénith. Une fois la carte ainsi orientée, il est possible de la lire, notamment si l'on a pris soin de bien repérer certaines constellations particulièrement visibles. En levant simplement la tête, on voit les étoiles qui sont les plus hautes dans le ciel : ce sont celles qui sont dans le méridien (ici dans le plan 19 h).

MOUVEMENTS DES CORPS CÉLESTES.

Généralités sur les mouvements.

Étude d'un mouvement.

Quand la position d'un corps change par rapport à un autre, on dit que ces deux corps sont en mouvement l'un par rapport à l'autre; par exemple, lorsqu'une voiture démarre, sa position change par rapport à un personnage resté sur le trottoir. Cela revient au même, mathématiquement, de dire que la voiture s'éloigne du personnage à la vitesse de 50 km/h ou de dire que le personnage s'éloigne de la voiture à la vitesse de 50 km/h. Un mouvement est caractérisé par sa trajectoire, sa vitesse et la manière dont elle varie; lorsque la vitesse reste constante, on dit que le mouvement est *uniforme,* lorsqu'elle varie régulièrement, augmentant à chaque instant d'une même quantité, on dit que le mouvement est *uniformément accéléré* (ou *uniformément retardé* s'il s'agit d'une diminution de la vitesse); lorsque la vitesse varie irrégulièrement, on dit que le mouvement est *varié.*

Pour étudier un mouvement, on se fixe un point de repère dans l'espace (par exemple le personnage sur le trottoir, ou bien l'origine 0 d'un système de coordonnées, ou bien l'œil d'un observateur, etc.) et une origine dans le temps. Ces points sont appelés les *zéros* de l'observation (*zéro* des espaces parcourus et *zéro* des temps). On s'arrange souvent pour que ces deux zéros coïncident, c'est-à-dire pour que, au temps zéro, le mobile soit à l'origine 0 de sa trajectoire. La science qui étudie le mouvement est la *cinématique;* son but est de déterminer un moyen de calculer la distance parcourue par un mobile en fonction du temps et les caractéristiques du mouvement; par exemple, si l'on sait qu'un automobiliste part de Paris à 0 h, que son mouvement est uniforme et que sa vitesse est de 80 km/h, on peut prévoir que, en une heure il aura parcouru 80 km, en 2 heures $80 \times 2 = 160$ km, en trois heures $80 \times 3 = 240$ km, etc., en t heures $80 \times t = 80\,t$ km; on dira que l'équation de son mouvement est : $x = 80\,t$, x désignant la distance parcourue. En fait, les choses ne sont pas si simples car l'automobiliste ne voyage pas toujours à la même vitesse, sa trajectoire n'est pas une ligne droite, etc. C'est pourquoi l'équation $x = 80\,t$ est une équation *moyenne,* et 80 km/h une *vitesse moyenne.* Considérons maintenant la première phase du mouvement, qui va du démarrage à la vitesse de croisière, c'est-à-dire de 0 km/h à 80 km/h; supposons que la vitesse de 80 km/h ait été acquise progressivement en 20 secondes et en ligne droite : nous sommes en présence d'un mouvement rectiligne uniformément accéléré, de vitesse initiale égale à 0 km/h et de vitesse finale 80 km/h; l'accélération, c'est-à-dire l'augmentation de vitesse par unité de temps, peut être calculée; on démontre en mécanique que la vitesse, dans l'exemple choisi, augmente de 1,1 m/s par seconde : on dit que l'accélération γ du mouvement vaut 1,1 m/s/s (1,1 mètre par seconde/seconde). Pendant cette phase du mouvement, l'équation qui donne x en fonction de t n'est pas $x = 80\,t$, mais :

$$x = \frac{1,1 \times t^2}{2}$$

(t en secondes et x en mètres), autrement dit, pendant les 20 secondes que dure cette accélération de démarrage, le véhicule a parcouru :

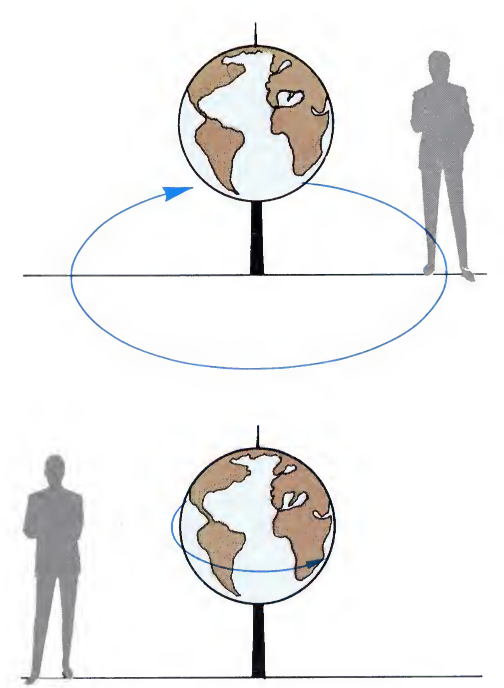
$$x = \frac{1,1 \times 20^2}{2} = 220\ m$$

(On constate qu'il ne doit pas s'agir d'une voiture aux accélérations très « nerveuses » !)

Quand le mouvement est circulaire (ce qui est fréquent en astronomie), on mesure non pas l'espace parcouru, mais l'angle dont a tourné le mobile, angle qui est indépendant des distances parcourues; naturellement, l'angle parcouru en une seconde s'appellera la *vitesse angulaire* du mouvement, on la désigne par la lettre grecque ω *(oméga);*

Mouvements relatifs.

Plaçons une mappemonde immobile au centre d'un cercle et tournons autour de cette mappemonde, d'est en ouest, sur le cercle : nous allons apercevoir successivement la France, l'océan Atlantique, l'Amérique, le Japon, l'Asie, la Russie, l'Europe orientale et centrale et, à nouveau, la France; mais si nous restons immobiles et que nous fassions tourner la mappemonde d'ouest en est, nous verrons les mêmes contrées dans le même ordre.



Mouvement apparent.

Autrement dit, les apparences sont les mêmes, quel que soit le mobile : ce qu'il faut décrire, mathématiquement, c'est le mouvement relatif de la mappemonde et du personnage, sans se préoccuper de savoir *qui* bouge. C'est ce qu'on fait en astronomie : un observateur qui regarde le ciel a l'impression que le Soleil et les étoiles tournent autour de sa tête; il a donc tendance à dire : le Soleil tourne d'est en ouest autour de la Terre en une journée complète (environ 24 heures) et il en est de même pour les étoiles; de même, si l'on observe la position dans le ciel du Soleil à midi tous les jours, on constate que cette position varie au cours de l'année : il semble donc que le Soleil tourne en outre autour de la Terre en une année. L'hypothèse *géocentriste* (c'est-à-dire qui faisait de la Terre le centre de l'univers) supposait que cette *apparence* correspondait à la *réalité;* c'était en particulier celle de Ptolémée; en 1543, le Polonais Copernic a proposé de considérer les choses inversement, de supposer le Soleil fixe et la Terre mobile autour de lui (ce qui, par la même occasion, rendait les étoiles fixes) : du point de vue des *mesures angulaires,* l'hypothèse de Copernic s'accordait avec celle de Ptolémée puisque, on l'a vu, les apparences sont les mêmes. Pourquoi donc a-t-on adopté finalement un système *héliocentriste* (le Soleil — *Hélios* — au centre du système solaire)? Pour des raisons multiples qui seront développées plus bas (v. p. 115); mais nous pouvons dès maintenant en isoler une : les étoiles sont très éloignées de la Terre et la lumière, qui se déplace à la vitesse de 300 000 km/seconde, met plusieurs années et même plusieurs siècles à nous parvenir de certains astres; si tous ces astres étaient fixés à une sphère céleste tournant autour de la Terre, ils devraient être animés de vitesses énormes et l'effet des forces centrifuges devrait, littéralement, les faire « éclater ». Il est donc *plus simple,* physiquement, de supposer que c'est la Terre qui tourne et non les étoiles; ce n'est qu'au XIXe siècle qu'on mettra en évidence la rotation de la Terre par des preuves expérimentales (expérience du pendule de Foucault).

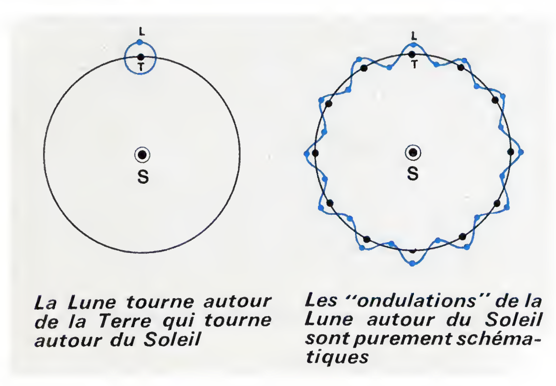
Les principaux mouvements astronomiques.

La Terre et le système solaire.

La Terre tourne sur elle-même en 23 h 56 m et autour du Soleil en une année (*à peu près* 365 jours 1/4). De ce double mouvement résulte le mouvement apparent *journalier* du Soleil et des étoiles, qu'on appelle le *mouvement diurne,* et le mouvement apparent *annuel* du Soleil qui semble décrire en un an le grand cercle de l'écliptique, incliné de 23°27' sur l'équateur.

La Terre, on le sait, n'est pas le seul astre à tourner ainsi autour du Soleil. Les planètes (Mars, Vénus, etc.) et de nombreux corps célestes tournent comme elle, à des vitesses variables, autour de l'astre solaire; en outre, autour de la Terre et autour de certains astres tournent des satellites (par exemple la Lune). Tous ces mouvements se combinent les uns aux autres et l'apparence, pour un observateur terrestre, est d'abord celle d'un certain désordre (c'est pourquoi les anciens appelaient *astres errants* — planètes — ces corps aux mouvements en apparence très irréguliers).

Les astronomes comme Ptolémée et Copernic, persuadés — pour des raisons non scientifiques — de la « supériorité » de la figure circulaire sur toutes les autres, ont essayé de décomposer tous ces mouvements en mouvements circulaires; en se plaçant dans des conditions très simplifiées, en supposant que tous ces mouvements soient réguliers et circulaires, on avait donc pour les trois astres, Soleil, Terre, Lune, une représentation de ce genre :

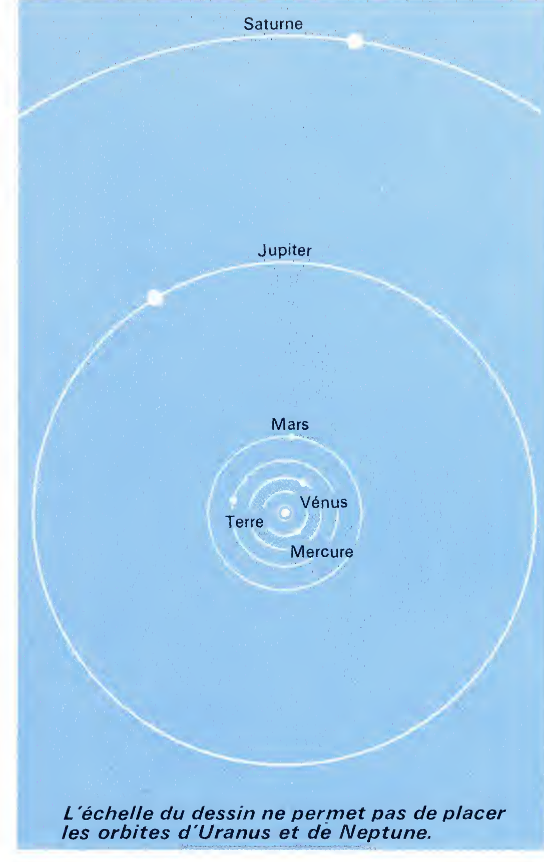


La Lune tourne autour de la Terre qui tourne autour du Soleil

Les "ondulations" de la Lune autour du Soleil sont purement schématiques

Mouvement de la Lune autour du Soleil.

Les planètes devraient être placées sur des cercles concentriques comme ceci :



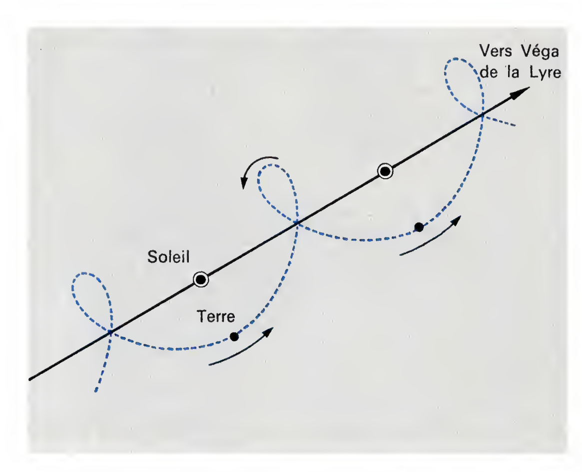
L'échelle du dessin ne permet pas de placer les orbites d'Uranus et de Neptune.

Orbites simplifiées des planètes.

mais ces positions théoriques ne correspondent pas à la réalité; nous verrons que plusieurs facteurs viennent perturber cette horlogerie copernicienne :

- *les planètes ont non pas un mouvement* circulaire, mais un mouvement elliptique (du moins en première approximation) autour du Soleil; il en est de même des satellites par rapport aux planètes;
- *lorsque ces astres se rapprochent* les uns des autres, leurs mouvements sont perturbés en vertu de la *gravitation universelle* (v. p. 19);
- *enfin, nos observations sont troublées* par des phénomènes optiques *(parallaxe diurne, aberration, réfraction astronomique)* qui seront étudiés plus loin.

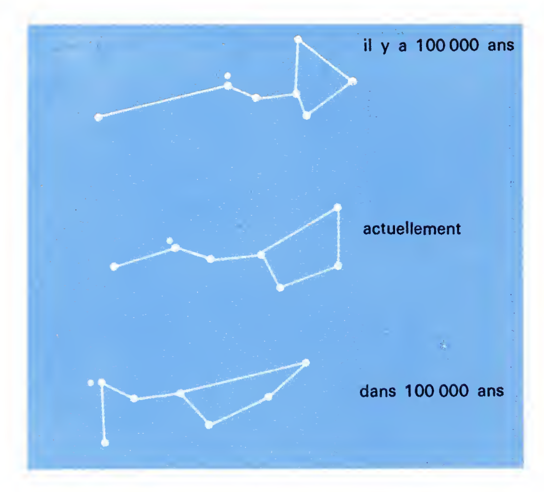
Ajoutons que le Soleil lui-même se dirige en ligne droite à la vitesse de 20 km par seconde environ vers une étoile que nous apprendrons à reconnaître et qui s'appelle Véga de la Lyre (cette destination du Soleil s'appelle son *apex*); aussi la trajectoire de la Terre dans l'espace est-elle en fait analogue à un pas de vis.



Trajectoire schématique de la Terre dans l'espace

Les étoiles.

Si l'on détermine la position d'une étoile à une date donnée et que, chaque année, on refasse cette mesure, on constate que l'étoile se déplace; une partie de ce déplacement est due aux phénomènes de précession et de nutation décrits plus haut. Si l'on élimine cette influence, par des corrections convenables, on constate qu'il subsiste encore un déplacement qui est le *mouvement propre* de l'étoile; il en résulte une déformation (très lente en apparence) des constellations :



Déformations du Chariot de la Grande Ourse résultant du mouvement propre des étoiles.

Nous verrons, en étudiant en détail les étoiles, qu'il y a 2 000 étoiles dont le mouvement propre annuel est supérieur à une seconde d'arc (pour 1" d'arc, il faudrait 324 000 ans pour que la position de l'étoile varie de 90° !). La vitesse de ce déplacement est variable; la plus grosse partie des étoiles se déplacent à des vitesses comprises entre 20 km/s et 70 km/s; mais certaines étoiles peuvent atteindre 500 km/s et même davantage (v. p. 74).

Ajoutons, enfin, pour clore cette énumération schématique des principaux mouvements astronomiques, que la Galaxie (c'est-à-dire toutes les étoiles et la matière interstellaire qui constituent *notre univers*) est elle-même animée d'un mouvement de rotation autour du centre galactique; ainsi le Soleil et son cortège de planètes tournent autour de ce centre à la vitesse moyenne de 250 ou 260 km/s : il fait un tour galactique complet en quelque 200 millions d'années.

En résumé : tous les astres se meuvent les uns par rapport aux autres. La Galaxie tourne sur elle-même, les étoiles ont un mouvement propre, le Soleil a lui-même son mouvement propre vers Véga de la Lyre, les planètes tournent autour du Soleil et les satellites autour des planètes. On conçoit combien il est difficile et complexe de tenir compte, simultanément, de tous ces mouvements et de leurs perturbations. C'est pourquoi l'étude du mouvement des corps célestes exige qu'on prenne un point de repère *supposé fixe* qui sera différent selon le but qu'on se sera fixé; dans le cas le plus simple et le plus utile pour l'homme, ce point de repère est la Terre, dont l'axe, indéfiniment prolongé, est l'axe du monde et dont le plan équatorial, indéfiniment prolongé lui aussi, est l'équateur céleste : les coordonnées définies à la section précédente ont été choisies d'après ce point de vue.

Unités de mesure en astronomie.

Unité de longueur.

S'il n'y avait autour de nous que le Soleil et la Lune, notre système métrique serait suffisant pour exprimer les distances astronomiques courantes. La Lune est à environ 384 000 km de la Terre, et le Soleil à 149 millions de km. Mais l'univers est bien plus vaste : certaines galaxies sont à 1 000 000 000 000 000 000 000 de km de la Terre ! Ce sont là des nombres « astronomiques » peu commodes à écrire. On peut simplifier l'écriture en écrivant ce nombre sous la forme : 10^{21} (10 puissance 21 = 1 000 000 000 000 000 000 000; plus généralement 10^n = 1 suivi de *n* zéros). Mais de même qu'un pharmacien et un charbonnier ne se servent pas de la même balance, ni des mêmes poids, ni des mêmes unités, que l'un compte en milligrammes et l'autre en tonnes, de même les astronomes ne se servent pas des unités d'arpentage, trop petites ou trop incommodes pour leur mesure. Voici les unités astronomiques utilisées.

- L'*année de lumière* (on disait autrefois « année lumière ») : distance parcourue par la lumière en une année; la lumière a une vitesse très voisine de 300 000 km/s (un rayon lumineux met environ 1/50 de seconde pour aller de Paris à New York), et cette vitesse de propagation est aussi celle des ondes de la radio. En un jour, il y a 86 400 secondes, en un an 365 jours : il n'y a plus qu'à faire la multiplication pour trouver la distance que représente une année de lumière; les estimations donnent :

1 année de lumière = 9 461 000 000 000 de km (9641×10^9 km).

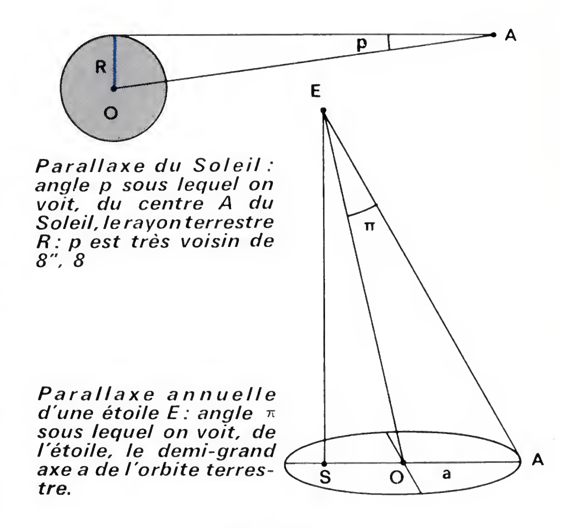
- L'*unité astronomique* (UA). On appelle UA la distance moyenne de la Terre au Soleil (cette définition est *approximative*, la définition rigoureuse est donnée plus loin), c'est-à-dire un nombre voisin de 149 millions de kilomètres.

Définition rigoureuse : l'UA est le rayon de l'orbite circulaire que décrirait autour du Soleil une planète de masse négligeable, soustraite à toute perturbation et dont la révolution sidérale serait en jours moyens :

$$P_0 = 365,2568983263 \text{ jours}$$

(Avec cette définition, le demi-grand axe de l'orbite terrestre serait *a* = 1,00000023 UA, donc, en posant 1 UA = un demi-grand axe de l'orbite terrestre, on fait une erreur de 23/100 000 000, soit environ 30 km !)

- Le *parsec.* Cette unité suppose connue la définition de la *parallaxe* qui est rappelée dans la figure ci-dessous.



Parallaxes.

Le parsec est la distance au Soleil d'une étoile dont la parallaxe annuelle serait de 1 seconde (d'où le nom de *parsec*); un parsec vaut un peu plus de trois années de lumière et 206 265 UA. Cette unité a détrôné l'année de lumière qui n'est connue qu'avec une précision de 1/10 000; elle peut être utilisée aussi bien à l'intérieur du système solaire qu'à l'extérieur, d'où sa généralisation. Le tableau suivant donne les principales équivalences.

	Rayon terrestre mesuré à l'équateur	Année de lumière	U.A.	Parsec
En km	6 378,2 km	$9\,461 \times 10^9$	$1\,496 \times 10^5$	308×10^{11}
En rayons terrestres	1	$14\,833 \times 10^5$	23 460	483.10^7
En années de lumière ...	$0,6\,742 \times 10^{-9}$	1	0,0000158	3,26
En U.A.	$4,26 \times 10^{-5}$	63 300	1	206 265
En parsecs	$2,07 \times 10^{-10}$	0,307	$4,84814 \times 10^{-6}$	1

On rappelle que 10^9 signifie qu'il faut ajouter 9 zéros à la suite du nombre qu'il multiplie; de même 10^5 correspond à 5 zéros, etc.

10^{-9} représente $\frac{1}{1\,000\,000\,000}$; 10^{-6}, $\frac{1}{1\,000\,000}$ et 10^{-10}, $\frac{1}{10\,000\,000\,000}$.

Nom des jours	Définition	Durée (mesurée par les horloges terrestres)
Jour stellaire	Temps qui sépare deux passages d'une étoile au même méridien.	23 h 56 m 4,90 s
Jour sidéral	Temps qui sépare deux passages du point γ au même méridien (en raison de la précession des équinoxes, le point γ se déplace d'environ 50" par an dans la ligne des écliptiques : le jour sidéral est donc plus court de 0,008 seconde que le jour stellaire). Pour des mesures portant sur une courte période de temps, on peut confondre jour stellaire et jour sidéral.	
Jour solaire vrai	Temps qui sépare deux passages successifs du centre du Soleil au méridien (un tel passage s'appelle un *midi vrai*). Le Soleil n'a pas, par rapport à la Terre, la même fixité que les étoiles en raison du mouvement annuel de la Terre autour de lui : le jour solaire vrai est donc plus long que le jour stellaire d'environ 4 minutes; en outre, pour des raisons qui seront examinées à la p. 115, le mouvement de la Terre autour du Soleil est *irrégulier;* le jour solaire vrai n'est donc pas une unité de mesure acceptable, car elle est variable.	Environ 24 h
Jour solaire moyen	Moyenne d'un très grand nombre de jours solaires vrais (le jour solaire moyen a été abandonné comme étalon de temps pour les mesures scientifiques.)	C'est ce temps qui représente 24 h de nos horloges.

Unités de temps.

Nous verrons (v. p. 125) combien la mesure du temps est un problème compliqué dès qu'on veut tenir compte de toutes les variations qui peuvent intervenir dans les mouvements célestes. Nous mesurerons le temps en *jours* comprenant 24 heures de 60 minutes, chaque minute ayant 60 secondes et nous diviserons les secondes en 1/10, 1/100, etc. Les pendules (supposées parfaitement au point) donneront ainsi l'*heure* et ces heures ne coïncideront pas selon la définition du jour (voir page ci-contre, en bas).

Les pendules astronomiques sont des *pendules sidérales* : une heure de ces pendules correspond donc à une rotation de 15 degrés de la sphère céleste, une minute à 15′ et une seconde à 15″. Considérons la sphère céleste et le méridien d'un lieu d'observation ; le point γ, en vertu du mouvement diurne, tourne sur le cercle parallèle à l'équateur indiqué sur la figure. A un instant donné, son angle horaire est H = 30 degrés par exemple (ou H = 2 heures, puisque une heure = 15 degrés) ; cette valeur de l'angle horaire du point γ s'appelle l'*heure sidérale* du lieu d'observation (l'heure sidérale est un *angle* qui varie avec le temps).

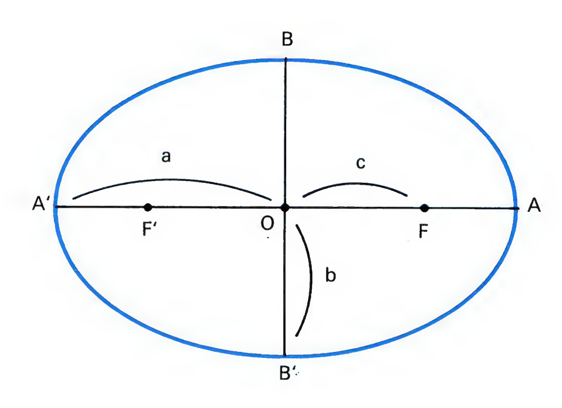
LA GRAVITATION UNIVERSELLE.

Idée générale de la gravitation.

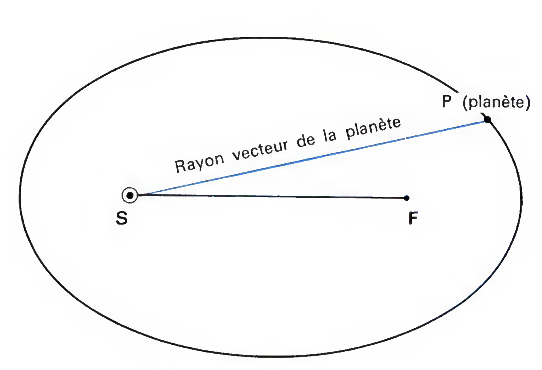
Les lois de Kepler.

Copernic avait émis, en 1543, l'hypothèse que la Terre et les planètes tournaient autour du Soleil ; Tycho Brahé fit, à la fin du XVI[e] siècle, des mesures très précises relatives à la position des planètes et Kepler, en s'appuyant sur ces observations, énonça les trois lois célèbres qui portent son nom entre 1609 et 1619 ; nous étudierons ces lois plus loin (v. p. 44), mais il faut dès maintenant les connaître :

● *Première loi :* les planètes décrivent autour du Soleil des orbites planes qui sont des ellipses dont le Soleil occupe un des foyers.

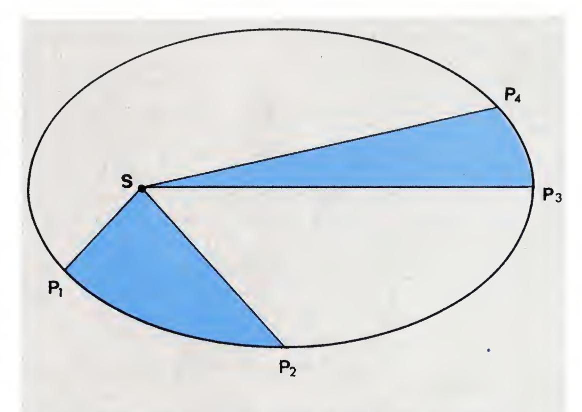


A A′ = grand axe de longueur 2a.
OA = OA′ = demi-grand axe = a.
BB′ = petit axe = 2b.
F et F′ sont les foyers, OF = c (distance focale de l'ellipse) ; $\frac{c}{a}$ = e = excentricité. Si F et F′ sont confondus, l'ellipse est un cercle (dans ce cas c = O, e = O, et a = b).



La première loi de Kepler

● *Deuxième loi :* les aires balayées par les rayons vecteurs en des temps égaux sont égales.



Les secteurs colorés sont égaux en surface ; le temps qui sépare les positions P_1 et P_2 est égal à celui qui sépare les positions P_3 et P_4 ; il en résulte que la vitesse linéaire de la planète sur son orbite n'est pas constante

La loi des aires.

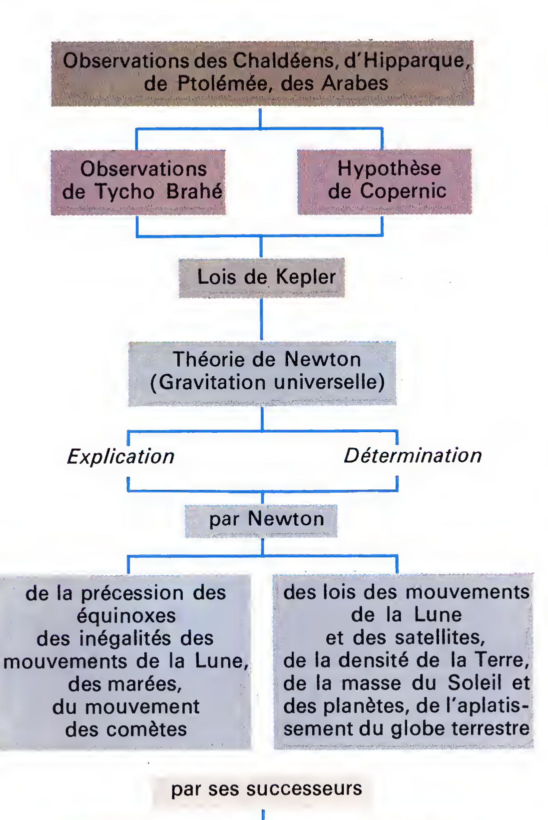
● *Troisième loi :* les carrés des temps de révolution (temps T nécessaire à une planète pour faire un tour complet autour du Soleil) sont entre eux comme les cubes des demi-grands axes. Par exemple, si pour deux planètes, Vénus et la Terre, les durées de révolutions sont T et T′, si le demi-grand axe de la Terre vaut *a* et le demi-grand axe de Vénus *a′*, on aura :

$$\frac{T^2}{T'^2} = \frac{a^3}{a'^3}$$

Cette loi permet de calculer les axes des orbites des différentes planètes à partir de celui de la Terre.

La théorie de Newton.

Soixante-quinze ans environ après les travaux de Kepler, Newton *explique* les lois de Kepler par le principe de l'attraction universelle ; l'œuvre célèbre de Newton, les *Principes mathématiques de la philosophie naturelle*, date de 1687. Newton déduit en outre de son principe de gravitation un très grand nombre de conséquences *expliquant* et *prévoyant* de nombreux phénomènes :



On conçoit l'importance capitale, dans l'histoire de la connaissance humaine, de cette théorie de Newton qu'on appelle indifféremment l'attraction ou la gravitation universelle ; la plupart des phénomènes astronomiques connus étaient réunis en un seul principe : le mystère de l'univers semblait percé. Les travaux de Newton reposent sur les travaux de Galilée et de Descartes qui ont mis en évidence le principe fondamental de la dynamique.

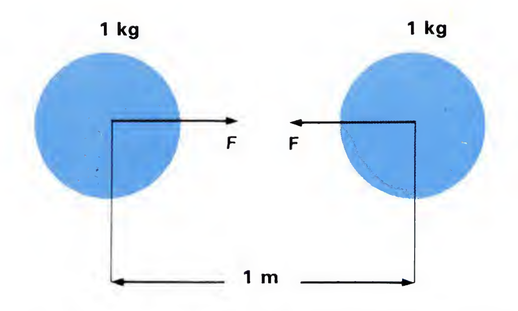
Énoncé du principe.

Le lecteur pourra suivre, dans les paragraphes suivants, la démonstration mathématique du principe ; nous en donnerons au préalable l'énoncé général : étant donné deux corps de masse *m* et *m′* situés à une distance *d* l'un de l'autre, ces deux corps s'attirent réciproquement ; la force d'attraction est d'autant plus grande que les masses en présence sont grandes, et elle diminue avec la distance selon la formule

$$F = G\,\frac{m.m'}{d^2}$$

G s'appelle la constante de gravitation universelle ; elle dépend des unités choisies pour mesurer les masses et les distances. Si l'on met en présence deux billes de 1 kg ($m = m' = 1$ kg) distantes de 1 m, elles vont s'attirer avec une force :

$$F = G\,\frac{1 \times 1}{1} \qquad \text{c'est-à-dire } F = G$$



F est, en valeur absolue, la force d'attraction mutuelle des deux billes : G = 6,672 × 10^{-11} newton.

Les mesures en laboratoire montrent que, dans ces conditions,

F = 6,672 newtons

le *newton* est l'unité légale de force dans le *Système international d'unités SI ;* ainsi donc la constante de gravitation universelle vaut, dans le système *SI :*

G = 6,672

Bien entendu, cette force est très petite et elle ne peut faire bouger les deux billes qui sont en outre liées par un système de forces d'attraction à la Terre, à la Lune, aux objets du laboratoire, etc.

Dans le cas particulier de la Terre (masse inconnue *m*) et d'un corps A de masse $m' = 1$ kg, par exemple, la Terre est attirée par le corps et le corps est attiré par la Terre selon la loi

$$F = G\,\frac{m.m'}{d^2}$$

En l'absence d'autres forces, le corps et la Terre vont donc se précipiter l'un vers l'autre. En fait, la Terre, liée gravitationnellement au Soleil, n'est pas sensible à l'attraction qu'exerce le corps sur elle ; en revanche, celui-ci va tomber sur la Terre : le *poids* d'un corps n'est pas autre chose que la manifestation de l'attraction universelle.

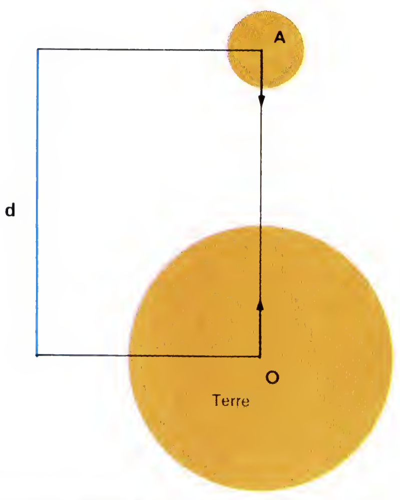
Nous savons que le corps A, de masse $m' = 1$ kg, pèse $P = m'g$, *g* mesurant l'accélération due à la pesanteur au lieu d'observation (à Paris, on a à peu près $g = 9{,}81$) ; le poids de A est donc égal à 9,81 newtons. Ce poids n'est autre que la force d'attraction exercée par la Terre sur le corps A ; nous pouvons donc écrire :

$$9{,}81 \text{ newtons} = G \times \frac{m \times 1}{d^2}$$

Nous connaissons le rayon de la Terre qui vaut à peu près 6 500 km, soit 65 × 10^5 mètres, et l'on peut assimiler la distance OA (voir figure page ci-après) à cette valeur. Finalement, la loi de Newton s'écrit :

$$9{,}81 = \frac{6{,}67 \times 10^{-11} \times 1 \times \text{masse de la Terre}}{65^2 \times 10^{10}}$$

Dans cette relation, on connaît toutes les grandeurs



Le corps A, situé à la distance d du centre de la Terre, tombe selon la ligne des centres si les vitesses initiales sont nulles.

sauf la masse de la Terre, m ; on peut donc en tirer m et, en faisant les calculs, on obtient :

m = 6 000 000 000 000 000 000 000 000 kilogrammes,

soit, plus simplement :

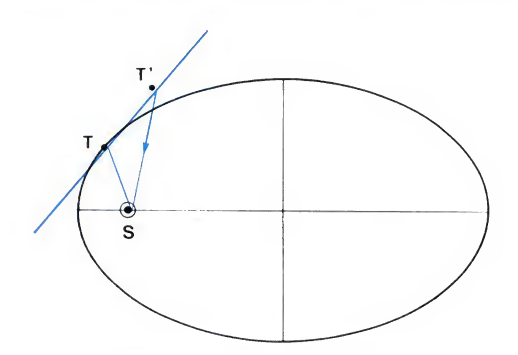
$$m = 6 \times 10^{24} \text{ kg}$$

c'est-à-dire six mille milliards de milliards de tonnes.

Quelques conséquences de la gravitation.

Le Soleil attire à chaque instant la Terre et est attiré par elle ; mais, dans ce cas, le mouvement du Soleil n'est pas perturbé par celui de la Terre (le Soleil joue le rôle de la Terre par rapport au corps A dans l'exemple précédent) ; la Terre, qui a tendance à se mouvoir en ligne droite, est donc à chaque instant attirée par le Soleil ; conclusion : elle tourne autour de lui au lieu de s'échapper dans le cosmos. Il en est de même pour les autres planètes.

● *La Lune, par rapport à la Terre,* est à peu près dans la même situation que celle-ci par rapport au Soleil : elle tourne donc autour de la Terre selon une loi « képlérienne » ou, plus exactement, « newtonienne ».



Si l'attraction solaire n'existait pas, la Terre passerait de T vers T' ; mais en vertu de la loi de Newton, elle est retenue sur son orbite à chaque instant par l'attraction solaire.

● *On peut déduire du mouvement* de tous ces corps la force d'attraction qui conditionne leur mouvement ; l'application de la loi de Newton au système Terre-Soleil permet donc de calculer la masse du Soleil une fois connue la masse de la Terre (on trouve que la masse du Soleil vaut 330 000 fois la masse de la Terre) puis, à partir de cette masse, la masse de chaque planète.

● *L'action attractive du Soleil et de la Lune* sur les océans est la cause principale des marées. A l'époque de la Nouvelle Lune et de la Pleine Lune, le Soleil et la Lune sont dans la même direction, leurs actions s'additionnent : ce sont les *marées de vive-eau ;* à l'époque du Premier et du Dernier Quartier, le Soleil et la Lune sont dans des directions perpendiculaires par rapport à la Terre, leurs actions tendent à se compenser (la compensation n'est pas complète car la Lune, plus proche de la Terre que le Soleil, exerce une action beaucoup plus grande) : ce sont les *marées de morte-eau.*

● *L'attraction terrestre se manifeste,* à la surface du globe, par la *chute des corps* sur le globe ; c'est le principe de l'attraction universelle qui fait que, si je lâche une bille, elle tombe par terre. On avait étudié le mouvement de chute bien avant Newton (Galilée, Descartes) et l'on avait trouvé que c'était un mouvement uniformément accéléré, d'accélération voisine de 10 m/s/s quel que soit le corps considéré. Si donc on lâche, du haut de la tour Eiffel, une boule quelconque, elle aura une vitesse approximative de 10 mètres par seconde à la fin de la première seconde de chute, de 20 mètres par seconde à la fin de la deuxième seconde, de 30 mètres par seconde à la troisième seconde, et ainsi de suite ; comme la chute durerait environ 7 secondes et demie, le corps arriverait au sol avec une vitesse d'environ 75 m/s, c'est-à-dire de 270 km/h (en supposant qu'il n'y ait pas de résistance de l'air). Des mesures précises ont montré que cette accélération g valait à Paris :

$$g = 9{,}80943 \text{ m/s/s}$$

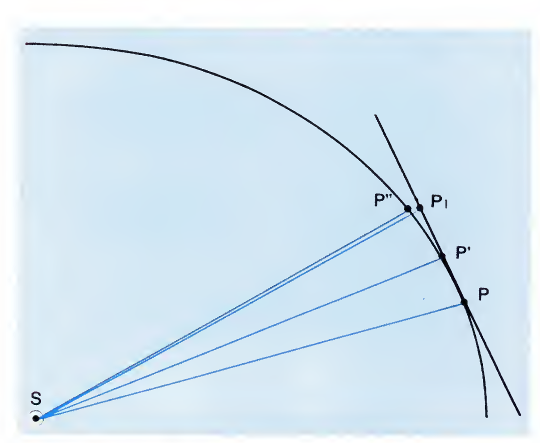
(et non pas 10 m/s/s comme nous l'avons supposé dans notre exemple).

● *Lorsqu'on s'élève au-dessus de la Terre* (en ballon, en avion, en fusée), la distance qui nous sépare du centre de la Terre augmente ; si notre véhicule a reçu une impulsion convenable, il pourra devenir un *satellite artificiel* de la Terre, et si l'impulsion est suffisamment forte, il pourra quitter la zone d'attraction terrestre et devenir un satellite du Soleil. Pour quitter le système solaire, il devra atteindre une vitesse encore plus élevée.

Ce ne sont là que quelques conséquences, très générales, de la gravitation newtonienne ; en fait, tous les phénomènes astronomiques sont dirigés par ce principe qui a subi, au début du XX[e] siècle, une modification importante *(théorie de la relativité).* Nous allons maintenant reprendre l'exposé du principe de Newton en termes mathématiques.

Établissements du principe de l'attraction universelle.

La première loi de Kepler entraîne l'existence d'une force d'attraction.



Existence d'une force centrale dirigée vers le Soleil (P_1 P'' // P'S).

Soit trois positions P, P' et P'' d'une planète aux temps t, $(t + dt)$, $(t + 2\,dt)$; on doit avoir :

aire (SPP') = aire (S P' P'')
(2[e] loi de Kepler).

S'il n'y avait pas de force d'attraction, la planète se déplacerait sur la tangente en P ; on peut confondre la tangente et l'arc PP' ; au temps $t + 2\,dt$, la planète serait en P_1 sur la tangente, de telle sorte que PP' = P'P_1, avec encore la loi des aires :

aire (S P P') = aire (S P' P_1)

d'où : aire (S P'P'') = aire (S P' P_1)

les triangles S P' P'' et S P' P_1 ont même surface et même base, ils ont donc même hauteur et, en conséquence, P_1 P'' est parallèle à P' S : il existe donc, dans la zone du point P_1, une force dirigée vers S qui a pour effet d'amener la planète en P'' sur l'ellipse et qui empêche le mouvement rectiligne de la planète : cette démonstration (due à Newton) montre l'existence d'une *force centrale d'attraction.* On peut aussi donner de ce fait une démonstration mécanique.

La troisième loi de Kepler entraîne l'inverse proportionnalité de cette force au carré de la distance.

Supposons, en première approximation, l'orbite des planètes étudiées circulaire et comparons la Terre et une autre planète ; soit T et T' leur période de la révolution, R et R' le rayon de leur orbite, ω et ω' leur vitesse angulaire (constante) sur leur orbite ; le mouvement circulaire est uniformément accéléré et l'on sait (Huygens) que l'accélération a pour valeur absolue :

$$\gamma = \omega^2 R \text{ pour la Terre}$$

et $$\gamma' = \omega'^2 R' \text{ pour l'autre planète}$$

soit, puisque $$\omega = \frac{2\pi}{T} :$$

$$\gamma = \frac{4\pi^2}{T^2} R \quad \text{et} \quad \gamma' = \frac{4\pi^2}{T'^2} R'$$

d'où : $$\frac{\gamma}{\gamma'} = \frac{\dfrac{R}{T^2}}{\dfrac{R'}{T'^2}}$$

mais comme on a (troisième loi de Kepler) :

$$\frac{T^2}{T'^2} = \frac{R^3}{R'^3}$$

la relation s'écrit finalement :

$$\frac{\gamma}{\gamma'} = \frac{R'^2}{R^2}.$$

L'application du principe de la dynamique (les forces sont proportionnelles aux accélérations) permet d'écrire finalement :

$$\frac{F}{F'} = \frac{R'^2}{R^2}$$

autrement dit, les forces sont inversement proportionnelles aux carrés des distances.

Newton démontre ainsi que les forces d'attraction qui agissent sur les planètes sont inversement proportionnelles aux carrés des distances Soleil-planète ; autrement dit, le Soleil exerce sur une planète une attraction analogue à celle que la Terre exerce sur un corps situé dans son champ d'attraction ; en un point donné, la force d'attraction exercée par la Terre sur une masse unité (c'est-à-dire la *pesanteur* de cette masse) est $\vec{G}$ et elle lui fournit l'accélération $\vec{g}$; de même, en un point donné de la zone d'action du Soleil, cet astre exerce sur une masse unité une force $\vec{S}$ qu'on appellera la *pesanteur solaire* ou le *champ de gravitation du Soleil.*

La force d'attraction est proportionnelle aux masses.

Le principe de l'action et de la réaction entraîne que la force d'attraction est proportionnelle aux masses : si le Soleil, de masse $M_\odot$ exerce à la distance R une force $\vec{S}$(R) sur une masse unité, sur la Terre de masse m la force d'attraction est $\vec{F} = m\,\vec{S}(R)$ et, inversement, la Terre exerce sur le Soleil une force égale (en valeur absolue) :

$$\vec{F} = M_\odot\,\vec{G}(R)$$

$\vec{G}$ (R) étant le champ gravifique de la Terre à la distance R,
d'où la relation :

$$\frac{\vec{S}(R)}{\vec{G}(R)} = \frac{M_\odot}{m}.$$

Les forces d'attraction sont proportionnelles aux masses en présence. Si l'on prend R = unité de longueur, la proportion précédente s'écrit :

$$\frac{\vec{S}(1)}{M_\odot} = \frac{\vec{G}(1)}{m} = G$$

d'où : $$\vec{S}(1) = G\,M_\odot$$

et $$\vec{G}(1) = G\,m.$$

D'autre part, on a (en raison de l'inverse proportionnalité des forces aux carrés des distances) :

$$\frac{\vec{S}(R)}{\vec{S}(1)} = \frac{1}{R^2} \quad \text{et} \quad \frac{\vec{G}(R)}{\vec{G}(1)} = \frac{1}{R^2}$$

donc :

$$\vec{S}(R) = G\frac{M\odot}{R^2} \quad \text{et} \quad \vec{G}(R) = \frac{G\,m}{R^2}$$

et finalement la force d'attraction F est :

$$F = M\odot\, G(R) = m\, S(R) = G\frac{M\odot\, m}{R^2}$$

ainsi se trouve démontré le principe de Newton dans le cas de la relation Terre-Soleil.

Généralisation.

En supposant que le Soleil se comporte, vis-à-vis de la Terre, comme la Terre vis-à-vis d'un corps situé dans le champ de pesanteur terrestre, Newton a fait une généralisation audacieuse, justifiée par ses conséquences ; mais l'induction amplifiante du grand physicien ne s'est pas arrêtée là, puisqu'il va supposer ensuite que cette « attraction mutuelle » existe aussi entre la Terre et la Lune et, enfin, qu'elle existe entre deux corps quelconques de masses M et M' situés à une distance R quelconque, *la constante G restant toujours la même, quels que soient les corps qui agissent l'un sur l'autre* : la gravitation Terre-Soleil ou Terre-Lune est donc un aspect particulier de la *gravitation universelle*.

L'application du principe de Newton à l'attraction Terre-Lune donne comme valeur de l'attraction terrestre sur une masse unité située sur la Lune :

$$G(R') = \frac{4\pi^2}{T'^2}R'$$

(R' distance Terre-Lune = 385 × 10 m)
(T' temps de révolution de la Lune : 2,36 × 10^6 secondes)
ce qui donne en unités CGS :

$$G(R') = 0{,}27.$$

Par ailleurs, l'application du principe de la dynamique $\vec{G} = m\,\gamma$ donne :

$$G(R') = g_o\frac{R_0^2}{R'^2}$$

$$g_o = \text{accélération de la pesanteur} = 9{,}81 \text{ m/s/s}$$

$$R_o = \text{rayon terrestre} = \frac{R'}{60}$$

En utilisant cette deuxième relation, on trouve encore G (R') = 0,27 CGS. L'accord de ces deux résultats constitue la première preuve de la gravitation universelle.

• *On peut aussi déduire du principe* le rapport $\frac{M\odot}{m}$ de la masse du Soleil à celle de la Terre ; toujours avec les mêmes conventions, on doit avoir :

$$\frac{\vec{S}(R)}{\vec{G}(R)} = \left(\frac{R}{R'}\right)^3 \cdot \left(\frac{T'}{T}\right) = \frac{M\odot}{m}$$

T' étant la période lunaire et T la période de la révolution terrestre.

Comme $\frac{R}{R'} = 388$ et $\frac{T}{T'} = 13{,}4$,

on en tire :

$$M\odot = 329\,100\ m.$$

Le nombre 329 100 exprime aussi le rapport des pouvoirs gravitationnels respectifs du Soleil et de la Terre.

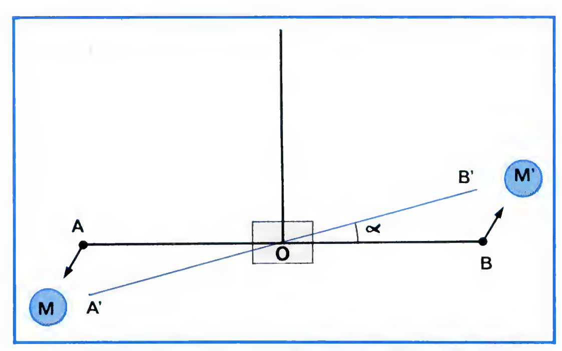
Calculs et vérifications.

L'expérience de Boys.

C'est au calcul de la constante de gravitation K qu'on s'est d'abord appliqué. On montre en mécanique qu'on peut assimiler une sphère homogène de masse m à un point physique de masse m situé au centre de cette sphère ; il suffit donc de faire une mesure précise en laboratoire pour déterminer *G*, après avoir fixé des unités convenables. La mesure directe utilise une tige de bois (Cavendish, 1798) de longueur AB = 2 l (quelques dizaines de cm) portant deux petites sphères métalliques de masse m = 50 grammes à ses extrémités et suspendue en son milieu O par un fil de torsion ; un miroir central permet de mesurer la rotation du système ; on place ensuite des masses M à la distance d des extrémités A et B : l'attraction fait tourner la tige d'un angle α ; on écrit que le couple de torsion $C\alpha$ (C = constante de torsion du fil) est compensée par l'attraction, ce qui donne :

$$C\alpha = F \times 2\,l = 2\,G\frac{m\,M}{d^2}\,l$$

d'où l'on tire K.



La tige AB vient en A' B' sous l'effet de l'attraction des masses M et M'.

Le principe de cette mesure a été amélioré par Boys en 1895, qui utilisait un fléau AB de 2,3 cm et des masses m de quelques grammes ; l'appareil, placé à l'abri des variations de température et des courants d'air, est donc un pendule de torsion dont la constante vaut :

$$C = \frac{8\,\pi^2\,ml^2}{T^2}$$

(T = période des oscillations de la balance) ;
on trouve pour α :

$$\alpha = \frac{G\,M\,T^2}{4\,\pi^2 d^2 l}$$

d'où :

$$G = \frac{4\pi^2 d^2 l}{M\,T^2}\,\alpha.$$

Dans l'expérience de Boys, on utilise un fil de quartz de diamètre 0,002 mm, ce qui permet une mesure très précise de la constante de torsion.

Les mesures réalisées par Heyl à Washington, entre 1927 et 1930, utilisent une balance de Cavendish placée dans le vide et qui oscille en présence de masses M placées dans deux positions perpendiculaires par rapport au fléau ; les mesures sont précisées par l'étude de la résonance de deux pendules de torsion de même axe (J. Zahradnicek, 1933). On parvient ainsi à la valeur de *G* :

G = (6,670 ± 0,005) × 10^{-11} SI (unités internationales) ou
G = (6,670 ± 0,005) × 10^{-8} CGS.

L'erreur relative commise est de l'ordre de 7,5 × 10^{-4}.

La connaissance de *G* permet de déterminer la masse de la Terre et du Soleil, comme nous l'avons vu plus haut ; on trouve :

pour la Terre : $m = 6.10^{27}\ g$
pour le Soleil : $M\odot = 2.10^{33}\ g$

L'observation expérimentale du mouvement de la Terre ne concorde pas exactement avec les prévisions de la théorie qui ne tient pas compte de l'attraction lunisolaire ; en effet, en première approximation, cette théorie suppose la Terre sphérique alors qu'en fait la Terre est aplatie aux pôles et renflée à l'équateur ; la théorie de Newton permet de calculer cet aplatissement qui vaut à peu près $\frac{1}{298}$ (Newton avait calculé $\frac{1}{230}$).

Les lois de Binet.

Les lois de Kepler sont le point de départ de la théorie de Newton mais, celle-ci étant plus générale que celles-là, on peut redescendre du principe de la gravitation aux lois du mouvement des planètes. En raison de la distance et des dimensions des diverses planètes par rapport à la Terre, pour des durées assez courtes (de l'ordre de 100 000 ans), on peut considérer comme négligeables les actions de gravitation autres que celles du Soleil. L'étude du mouvement que doit prendre un corps, quand il est seulement soumis à l'action gravitationnelle d'un deuxième corps, s'appelle le *problème des deux corps ;* comme nous allons le voir, le traitement mathématique de cette question est relativement simple ; s'il y avait plus de deux corps *(problème des N corps),* la question deviendrait beaucoup plus complexe (v. p. 22).

• *Supposons d'abord que le corps central* (le Soleil) soit fixe ; soit P la planète, r son rayon vecteur qui fait un angle θ avec un axe origine Sx ; en coordonnées polaires (S, Sx), l'équation de la trajectoire de P est une fonction de θ et le vecteur vitesse $\vec{v}$ se décompose en $\vec{v_r}$ (vitesse radiale) et $\vec{v_p}$ (vitesse perpendiculaire). La loi des aires consiste à dire que le moment de $\vec{v}$ par rapport à S est constant. Cette constante C est le double de l'aire balayée par le rayon vecteur pendant le temps dt :

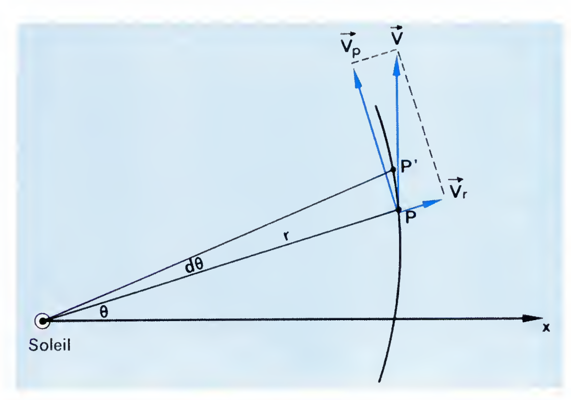
$$C = r^2\frac{d\,\theta}{dt}$$

Cela posé, on montre que la valeur du vecteur vitesse est :

$$v^2 = C^2\left[u^2 + \left(\frac{du}{d\,\theta}\right)^2\right]$$

avec : $$u = \frac{1}{r}$$

(première loi de Binet).



La première loi de Binet.

En appliquant le principe de la gravitation universelle, et en appelant *G* la constante de gravitation et M la masse du Soleil, on démontre la loi :

$$\frac{d^2\,u}{d\theta^2} + u = \frac{G\,M}{C^2}$$

(deuxième loi de Binet)
soit en résolvant cette équation différentielle :

$$u = \frac{GM}{C^2} + A\cos\theta + B\sin\theta$$

(A et B sont des constantes arbitraires d'intégration).

Finalement, en tenant compte de ce que $u = \frac{1}{r}$ et en posant :

$$A = h\cos\alpha$$
$$B = h\sin\alpha$$
$$p = \frac{C^2}{GM}$$
$$e = h\,p$$

cette équation s'écrit :

$$r = \frac{p}{1 + e\cos(\theta - \alpha)}$$

donc le lieu de P est une conique dont la forme (ellipse, parabole, hyperbole) dépend de la valeur de *e*. La troisième loi de Kepler peut être ainsi retrouvée à partir du principe de Newton ; le calcul conduit à :

$$\frac{a^3}{T^2} = \frac{GM}{4\,\pi^2} = \text{constante } \lambda$$

(a = demi-grand axe de l'ellipse).

• *En fait le Soleil n'est pas fixe* (il est soumis à l'attraction de la planète). Ce qui est fixe, c'est le centre de gravité des deux corps, puisqu'il n'y a pas de forces extérieures à ceux-ci. Le calcul montre alors que :

$$\frac{a^3}{T^2} = \frac{G\,(M + m)}{4\,\pi^2}$$

(m = masse de la planète)
autrement dit que la constante λ de tout à l'heure doit être corrigée et devient :

$$\lambda' = \lambda\left(1 + \frac{m}{M}\right)$$

le facteur $\frac{m}{M}$ est toujours très faible (pour Jupiter, la plus grosse des planètes, il vaut $\frac{1}{1\,047}$).

LA MÉCANIQUE CÉLESTE.

Idée générale de la mécanique céleste.

De quoi s'agit-il ?

La mécanique est une partie de la physique qui étudie le mouvement et l'équilibre des corps en relation avec les forces qui les produisent. Quand la mécanique s'applique aux astres, dont le mouvement est remarquablement régulier, elle s'appelle *mécanique céleste ;* comme, dans ce domaine, toutes les forces qui interviennent ont pour origine la gravitation universelle, la mécanique céleste repose sur deux bases :

— les principes généraux de la mécanique ;
— la loi de la gravitation universelle.

Sur ces principes, qu'on peut énoncer comme des *axiomes,* c'est-à-dire comme des propositions auxquelles on attribue une valeur de vérité au-delà de toute expérience ou de toute démonstration, on peut bâtir une science rationnelle, qui se déroule, comme la géométrie, à partir de ses propres axiomes et définitions. Ainsi considérée, la mécanique céleste est une *mécanique rationnelle* et non une science expérimentale et, comme les résultats qu'elle prévoit sont en accord avec l'expérience — aux toutes petites erreurs humaines près —, on a été conduit à l'ériger en science absolue de la réalité.

En fait, la mécanique céleste ne prévoit pas tout ; bien plus, la nature lui donne parfois tort ; par exemple le mouvement de la planète Mercure ne se déroule pas selon ses lois (42" de distance angulaire entre la position prévue et la position observée, au bout de 100 ans). Cette « erreur » (et quelques autres plus minimes encore) disparaît si l'on remplace les principes généraux de la mécanique céleste par ceux de la mécanique relativiste (v. p. 97) ; cependant, la correction apportée par la Relativité est très faible et l'on peut considérer, en première approximation, que la mécanique céleste newtonienne est suffisamment exacte.

Le cadre de la mécanique céleste.

Tous les mouvements seront rapportés à trois axes rectangulaires ayant leur origine commune au centre du Soleil (plus précisément au centre d'inertie du système solaire, mais nous pouvons ignorer provisoirement cette précision) ; ces trois axes imaginaires seront supposés rigides, indéformables et immobiles : ils constituent un *référentiel galiléen.* Un point M est parfaitement défini si l'on connaît ses trois coordonnées *x, y* et *z* dans ce référentiel à un instant donné *t ;* nous admettrons que cette *variable temps* est la même quel que soit le système d'axes choisis. Si l'on adopte un référentiel autre que celui-ci, les coordonnées du point M changeront et deviendront x', y' et z' ; le temps t ne changera pas.

Principaux résultats.

Les principes généraux de la mécanique céleste.

• *Principe fondamental de la dynamique.* Un corps ponctuel de masse m auquel on applique un ensemble de forces dont la résultante est $\vec{F}$ prend un mouvement uniformément accéléré d'accélération $\vec{\gamma}$:

$$\vec{F} = m\vec{\gamma}$$

Si l'on peut assimiler un corps à un point matériel, cet énoncé se suffit à lui-même ; si ce n'est pas possible, il faut diviser le corps en un très grand nombre de petites parties qui auront chacune la masse m_i (m_1, m_2, ...) et l'accélération γ_i ; on aura alors

$$\text{Somme des forces appliquées} = \text{Somme des } m_i \vec{\gamma_i}$$

• *Théorème du centre de gravité.* En mécanique céleste, les distances entre les corps sont très grandes ; on peut donc, sans grande erreur, supposer que le Soleil et la Terre, par exemple, sont des *points matériels ;* pratiquement, on considérera le centre de gravité du Soleil et le centre de gravité de la Terre comme représentatifs de ces deux astres et l'on admettra que toute la masse de ces astres est concentrée en leur centre de gravité. Cette approximation peut se généraliser à tous les corps du système solaire, à l'exception de certains satellites.

• *La loi de la gravitation universelle* (v. p. 19). Nous ne l'énonçons pas ; rappelons qu'elle est la condition du *problème des N corps :* étant donné N corps ponctuels soumis mutuellement à la gravitation universelle, quel sera le mouvement de chaque corps ? Ce problème n'est rigoureusement soluble que pour N = 2 (cas d'une planète et du Soleil ou bien d'une planète et d'un satellite par exemple) ; il conduit aux lois de Kepler. La solution mathématique du problème des N corps fait intervenir des méthodes fondées sur des changements de variables dits canoniques (théorème de Jacobi, variables dites de Delaunay, équations de Lagrange, etc.).

Expression mathématique du problème des N corps.

On a simplement consigné ici les résultats bruts ; la démonstration des formules et la justification des méthodes dépassant le cadre de cet ouvrage.

• *Équations du problème des N corps*

Soit A_i les N corps de masse m_i et de coordonnées x_i, y_i, z_i. Pour l'un quelconque A_i de ces N corps, on a par application du principe fondamental de la dynamique :

$$(1)\quad \frac{d^2x_i}{dt^2} = \sum_{j=1}^{N} \frac{k\, m_j\,(x_i - x_j)}{\sqrt{[(x_i - x_j)^2 + (y_i - y_j)^2 + (z_i - z_j)^2]^3}}$$

$\frac{d^2y_i}{dt^2}$ et $\frac{d^2z_i}{dt^2}$ s'écrivent de la même façon en remplaçant au numérateur $(x_i - x_j)$ par $(y_i - y_j)$ et $(z_i - z_j)$; on suppose que $i \neq j$ et que j prend toutes les valeurs entières de 1 à N.

Si A_j désigne une planète du système solaire, la résolution de ce système d'équations en détermine le mouvement.

Selon une démonstration due à Poincaré, le système des équations (1) est d'ordre 6 N – 10, car on peut trouver 10 *intégrales premières,* indépendantes, du système. Conséquence : si N = 2, le problème se réduit à un système d'ordre 2.

• *Problème des 2 corps.*

La masse du Soleil étant considérable par rapport à celles des planètes, on peut, en première approximation, dans l'étude du mouvement d'une planète, négliger l'action perturbatrice des autres planètes (la plus massive des planètes, Jupiter, a une masse inférieure à $\frac{M_\odot}{1\,000}$; il en est à peu près de même quand on étudie le mouvement d'un satellite par rapport à sa planète mère). On se trouve donc, dans le système solaire, dans le cas N = 2, d'où l'importance pratique du problème des deux corps, d'autant plus que les fonctions qui interviennent dans sa solution se retrouvent lorsqu'on veut approfondir l'étude des mouvements des corps célestes.

Les équations du problème s'obtiennent en faisant $j = 1$ et $j = 2$ pour les masses m_1 et m_2 des deux corps A_1 et A_2 ; on parvient ainsi aux lois de Binet (v. ci-dessus, p. 00).

• *Problème des 3 corps.* Soit A_1, A_2 et A_3 les trois corps des masses m_1, m_2 et m_3, supposés ponctuels ; appelons :

x, y, z les coordonnées de A_2 par rapport à A_1

λ, μ, γ les coordonnées de A_3, par rapport au centre de gravité du système (A_1, A_2)

et posons :

$$(2)\quad V = k\left(\frac{m_1m_2}{|A_1A_2|} + \frac{m_1m_3}{|A_1A_3|} + \frac{m_2m_3}{|A_2A_3|}\right)$$

les équations du problème sont :

$$(3)\quad \left\{\begin{array}{l} \frac{\partial V}{\partial x} = \frac{m_1m_2}{m_1 + m_2}\frac{d^2x}{dt^2} \qquad \frac{\partial \upsilon}{\partial \lambda} = \frac{(m_1 + m_2)\, m_3}{m_1 + m_2 + m_3}\frac{d^2\lambda}{dt^2} \\ \text{équations analogues pour } y,\ z,\ \mu \text{ et } \gamma. \end{array}\right.$$

• *Forme canonique.* On introduit la fonction

$$F = T - V$$

$$\text{avec } 2\,T = \sum_{j=1}^{n} \frac{y_j^2}{m_j} \text{ avec } y_j = m_j\,\frac{dx_j}{dt}$$

F est le *hamiltonien* du système linéaire :

$$(4)\quad \left\{\begin{array}{l} \frac{dx_j}{dt} = \frac{\partial F}{\partial y_j} \\ \\ \frac{dy_j}{dt} = -\frac{\partial F}{\partial x_j} \end{array}\right. \qquad \begin{array}{l} j = 1, 2...n \\ x_j \text{ et } y_j \text{ : variables conjuguées.} \end{array}$$

(4) est une autre manière d'écrire le système (1).

• *Changements de variables.* Si, à partir d'un système d'équations différentielles sous une forme canonique on fait un changement de variables aboutissant à un système canonique, le changement est lui-même dit canonique. En procédant par changements canoniques, on peut aboutir à des systèmes facilement intégrables ; l'une de ces transformations conduit aux *variables de Delaunay* utilisées pour la théorie de la Lune et le problème des *perturbations.*

• *Éléments osculateurs d'une orbite.* Si, à un instant donné, toutes les forces perturbatrices disparaissaient, le mouvement d'un corps par rapport à une masse centrale serait parfaitement elliptique ; les éléments d'une telle orbite sont appelés *éléments osculateurs ;* ils ont une valeur qui est fonction du temps. On peut écrire les équations différentielles caractéristiques d'un système en prenant comme variables ces éléments osculateurs ; on obtient le système des *équations de Lagrange.* La fonction V introduite plus haut peut s'écrire :

$$V = \frac{h}{r} + R$$

avec $h = k\,(M + m)$

R est appelée la *fonction perturbatrice,* M est la masse centrale et m la masse du corps attiré et nous supposerons qu'il existe un troisième corps perturbateur de masse m_1. L'un des principes de la théorie des perturbations consiste à exprimer R en fonction des éléments osculateurs ; on peut alors développer R et en construire une solution.

• *La théorie de la Lune.* La Lune tourne autour de la Terre selon les lois de Kepler, mais son mouvement est perturbé par le Soleil et par de nombreux autres facteurs (autres planètes, aplatissement de la Terre) ; si l'on s'en tient aux seules perturbations dues au Soleil, l'étude du mouvement s'appelle le *problème principal de la théorie de la Lune.* Pour le résoudre, on peut calculer les variations des éléments osculateurs qu'on exprime sous forme de séries périodiques (les *inégalités* de la Lune). Certaines de ces variations sont connues depuis Hipparque ; parmi les plus importantes, citons :

— la *grande perturbation en latitude* (variation de 10'24" d'amplitude et de période P = 32,28 jours) ;
— l'*évection :* variation périodique de la longitude (amplitude : plus d'un degré ; période P = 31,812 *j*) ; connue d'Hipparque ;
— la *variation :* amplitude de 39'30" (sur la longitude) ; période P = 14,78 *j ;* découverte par Tycho Brahé ;
— l'*inégalité parallactique :* amplitude, en longitude, de plus de 2'.

Le calcul de ces perturbations a conduit aux théories de Hansen (1857), Delaunay (1860-1867), Hill et Brown (début du XXe siècle) ; d'après ces derniers auteurs, on distingue 310 *inégalités différentes de périodes différentes et d'amplitudes* souvent supérieures à 1". On saisira d'autant mieux combien il est important de connaître toutes ces inégalités si l'on songe que les plus faibles d'entre elles correspondent à un déplacement dans l'espace de notre satellite de l'ordre d'un ou deux km ; la grande perturbation en latitude correspond à un maximum de 550 km !

• *Les planètes.* La fonction perturbatrice est donnée par la relation.

$$R = km'\left(\frac{1}{|AA'|} - \frac{x'x + y'y + z'z}{\sqrt{(x'^2 + y'^2 + z'^2)^3}}\right)$$

m' désignant la masse de la planète perturbatrice, x, y, z et x', y', z' étant les coordonnées héliocentriques des deux planètes (la perturbée et la perturbatrice). Cette fonction R peut s'écrire en fonction de l'angle des rayons vecteurs des deux planètes et du rapport $\frac{d}{d'}$ des distances des deux planètes au Soleil.

Conclusion.

Le problème qui se pose aux astronomes : « Quelle est la trajectoire précise d'un corps céleste pendant un intervalle de temps donné ? » est très complexe à traiter par les méthodes théoriques de l'analyse : les changements de variables, les formes canoniques, les développements, les méthodes d'intégrations sont loin d'être simples et sont toujours très longues. Or l'aspect pratique de la question apparaît si l'on considère la mise sur orbite de satellites artificiels, la réalisation de « rendez-vous dans l'espace » qui doivent se faire avec une très grande précision. C'est pourquoi aux méthodes analytiques succèdent les méthodes de calcul numérique par ordinateur.

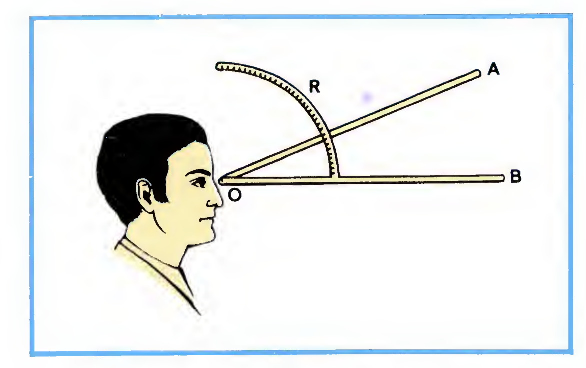
LES SOURCES D'ERREURS ET LEURS CORRECTIONS.

Pour observer le ciel, nous avons à notre disposition des appareils optiques (lunettes et télescopes) qui agrandissent le diamètre apparent des objets observés ou, s'il s'agit d'objets très éloignés, qui condensent la lumière émise par une étoile jusqu'à la rendre capable d'impressionner une plaque photographique sensible.

Deux sortes d'observations sont possibles, elles constituent l'astronomie de position et l'astrophysique. L'astronomie de position a pour but de déterminer les coordonnées d'un astre et de construire sa trajectoire ; l'astrophysique étudie la composition chimique des astres, leurs conditions physiques (température, état de la matière), etc.), elle repose essentiellement sur l'analyse du rayonnement électromagnétique qui nous parvient des corps célestes : aussi bien les radiations visibles que les longueurs d'onde « invisibles », ondes hertziennes, infrarouges, ultraviolets, rayons X et rayons γ.

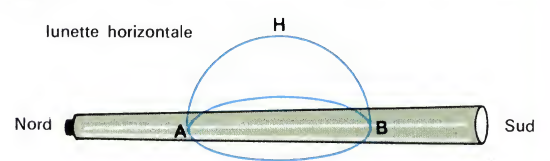
L'instrument fondamental de l'astronome est la *lunette astronomique* dont on mesure les déplacements angulaires afin d'établir les coordonnées d'un astre.

Toutes les lunettes reposent sur le principe schématisé par la figure suivante :

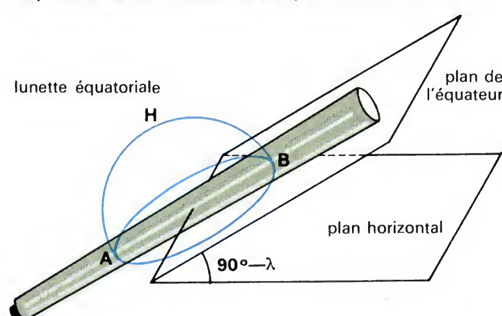


La branche OB est placée dans la direction de référence (OB = horizontale) pour les observations locales, OB dans le plan de l'équateur pour les observations équatoriales ; la branche OA est placée dans la direction de l'astre observé ; l'angle $\widehat{AOB}$ mesuré sur le rapporteur R fournit donc soit la hauteur au-dessus de l'horizon, soit la déclinaison de l'astre.

Une lunette sera donc accompagnée de deux rapporteurs :



Lunette horizontale : les déplacements sur le cercle AHB donnent la hauteur h de l'astre ; les déplacements sur le cercle horizontal, à partir de l'origine conventionnelle AB, dans la direction du sud, donnent l'azimut.



Lunette équatoriale : la position origine est dans le plan E, plan de l'équateur qui fait un angle de 90° -λ (λ = latitude terrestre du lieu d'observation) avec l'horizon ; le cercle AHB donne les déclinaisons, et l'ascension droite se mesure sur le cercle équatorial avec γ (direction du point vernal) comme origine.

Observatoire de Paris. Phot. Jeanbor.

Quart-de-cercle azimutal à lunette avec micromètre signé P. Meygne (1784). Cet instrument servait à mesurer les coordonnées locales d'un astre, selon le principe du schéma ci-contre.

Pour qu'une observation soit complète et utilisable, il faut :

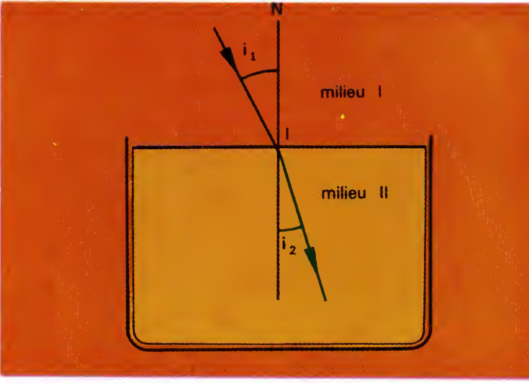
1 — Connaître l'heure exacte (exprimée en temps universel de Greenwich) de l'observation.

2 — Observer l'astre de préférence à son passage au méridien du lieu, c'est-à-dire quand il est le plus haut dans le ciel ou, comme on dit, à sa *culmination supérieure.*

3 — Tenir compte des erreurs qui troublent la mesure (erreurs dues aux instruments ou aux conditions optiques d'observation).

Les causes d'erreurs dues aux conditions optiques sont au nombre de trois : la réfraction atmosphérique, l'aberration et la parallaxe annuelle des étoiles.


Phot. Jeanbor.



La réfraction.

La réfraction astronomique.

Influence de la réfraction.

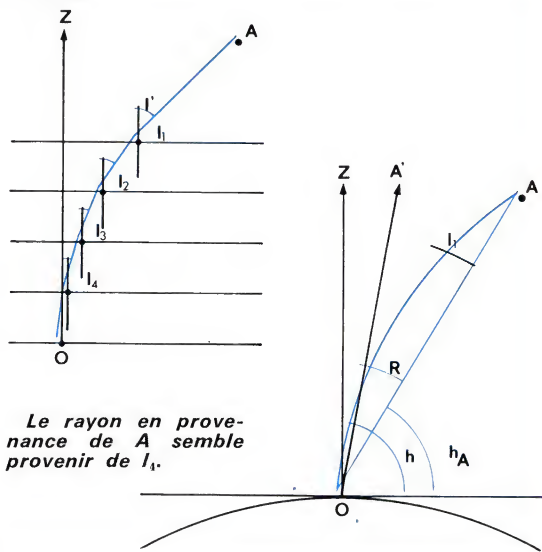
Tout le monde sait qu'un bâton plongé dans l'eau nous semble brisé ; ce phénomène de *réfraction* se produit toutes les fois qu'un rayon lumineux passe d'un milieu de propagation à un autre ; l'angle i_1 (angle d'incidence) que fait le rayon lumineux avec la normale à la surface de séparation (la normale est la perpendiculaire IN) change quand on passe du milieu I au milieu II : il devient i_2 (angle de réfraction) ; lorsque i_2 est plus petit que i_1, le milieu II est dit *plus réfringent* que le milieu I, et moins réfringent dans le cas contraire.

Descartes a montré que les angles i_1 et i_2 étaient reliés par une relation trigonométrique :

$$n_1 \sin i_1 = n_2 \sin i_2,$$

n_1 et n_2 étant deux nombres caractérisant les milieux du point de vue de leur réfringence (c'est l'indice de réfraction de ces milieux par rapport au vide). Pour l'air, on considère en moyenne que $n_{air} = 1$; pour l'eau $n_{eau} = 1{,}33...$, etc.

Or lorsqu'un rayon lumineux provenant d'une étoile atteint l'œil de l'observateur, il traverse les espaces intersidéraux, où la lumière est simplement absorbée par le gaz interstellaire, et l'atmosphère terrestre, composée de couches d'air brassées par des courants divers ; cette atmosphère n'a pas partout la même structure. La lumière doit donc traverser des milieux successifs, I, II, III, etc., d'indices n_1, n_2, n_3, etc., et elle subit à chaque passage une légère déviation, comme le montre la figure suivante.



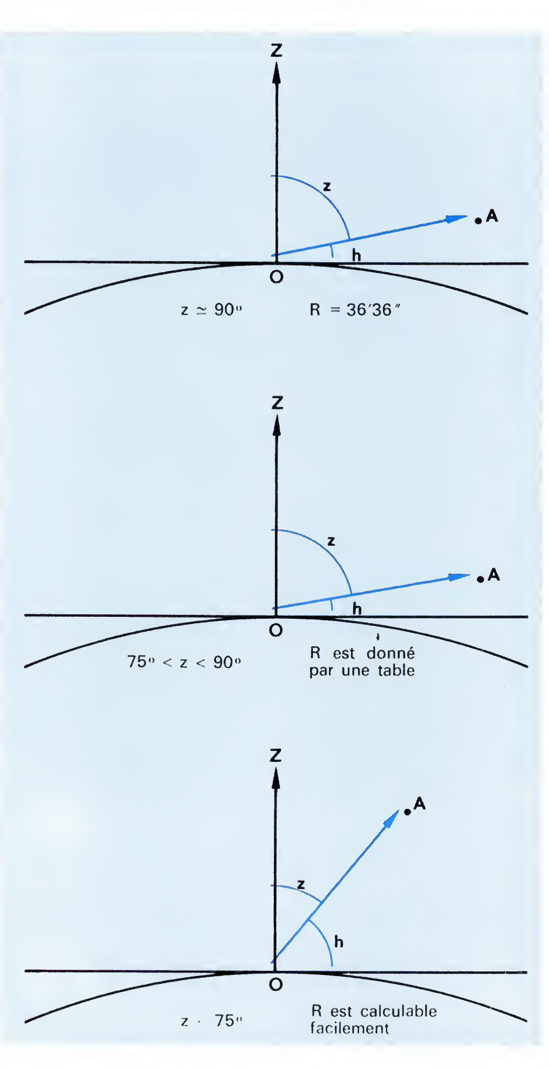
Le rayon en provenance de A semble provenir de I_1.

La réfraction atmosphérique.

En fait les réfractions sont plus fines et dès son entrée dans l'atmosphère (en I_1), le rayon est courbé de proche en proche. L'observateur O voit l'astre dans la direction de la tangente en O à la courbe OA : la hauteur h mesurée au-dessus de l'horizon est donc plus grande que la hauteur : h_A : h_A = h — R.

Ainsi, la direction dans laquelle on voit un astre n'est pas la *vraie* direction de cet astre ; si on voulait le viser et l'atteindre par un tir rectiligne, on le raterait ; il faut corriger la mesure en diminuant l'angle observé *h* d'une grandeur R qui est la correction due à la réfraction atmosphérique. Lorsque l'astre est au zénith, c'est-à-dire lorsque le rayon lumineux frappe perpendiculairement les surfaces de séparation des couches de l'atmosphère, il n'y a plus de réfraction : la correction n'est plus nécessaire et c'est pourquoi il est recommandé d'observer un astre au zénith quand la chose est possible ; mais, en fait, on ne mesure jamais un astre *exactement* au zénith, d'où la nécessité, pour avoir des observations précises, de faire toujours la correction.

Tycho Brahé avait découvert que la réfraction atmosphérique faussait les observations ; il ignorait les lois de Descartes, mais il avait établi expérimentalement des tables de corrections qui inauguraient l'astronomie de précision, c'est-à-dire celle qui ne se contente pas, comme l'astronomie antique, d'observations à une minute d'angle près. Pratiquement, la correction R se fait sur la mesure de la distance zénithale de l'astre, toujours plus aisée à déterminer que la hauteur (on rappelle que $z = 90° - h$). La correction consiste à ajouter R à la valeur *z* mesurée ; trois cas peuvent se présenter :



Correction de la hauteur.

Calcul de R dans la cas de $z < 75°$.

● *z voisin de zéro :* la courbure de la Terre est négligeable ; il suffit d'appliquer les lois de Descartes (dioptre plan) ; dans les conditions normales de température et de pression, l'indice de réfraction donné à la surface de la Terre est $n = 1{,}000292$ et R est donné par la relation :

$$R = 0{,}000292 \text{ tg } z \text{ (en radians)}$$

ou :

$$R = 60{,}3 \times \text{tg } z \text{ (en secondes de degré).}$$

● *z n'est pas voisin de zéro.* R est donné par l'équation :

$$R = A \text{ tg } z - B \text{ tg}^3 z + ...$$

A et B se déterminent en mesurant la distance zénithale *z* de la culmination supérieure et *z'* du passage inférieur ; on a alors le système :

$$z = z_{vrai} + A \text{ tg } z - B \text{ tg}^3 z$$
$$z' = z'_{vrai} + A \text{ tg } z' - B \text{ tg}^3 z'$$

et

$$z = \varphi - \delta$$
$$z' = 180° - (\varphi + \delta)$$

En appelant φ la latitude du lieu d'observation et δ la déclinaison de l'astre, le système des quatre équations fournit A, B, z_{vrai} et z'_{vrai}.

Influence de la réfraction sur l'angle horaire.

La formule suivante donne la correction Δ H à appliquer à l'angle horaire H en un lieu de latitude φ pour un astre de déclinaison quand la réfraction horizontale est R :

$$\Delta H = \frac{R}{\sqrt{\cos(\varphi - \delta) \cdot \cos(\varphi - \delta)}}$$

L'aberration.

L'ellipse d'aberration.

L'*aberration,* phénomène découvert par James Bradley en 1726-1727, est liée à la vitesse de la lumière. Prenons un cas très simple, celui d'un astre appartenant au système solaire, la Lune par exemple : si je mesure sa position à 22 h précises, je dois tenir compte du fait que la lumière a mis un peu plus d'une seconde — supposons une seconde pour simplifier l'explication — pour parvenir jusqu'à moi. Donc la position de la Lune à 22 h est en fait celle qu'elle occupait à 22 h − 1 s ; d'une façon générale, pour un astre appartenant au système solaire et situé à la distance *d* (en km) de la Terre, la lumière, qui fait 300 000 km/s, met donc :

$$\frac{d}{300\,000} \text{ secondes pour parcourir la distance}$$

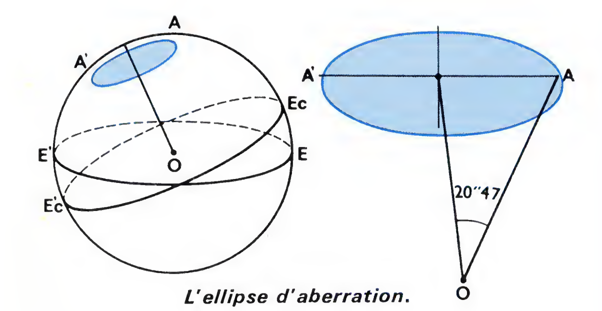
astre-Terre ; toute observation à l'instant *t* sur la Terre donne donc la position de l'astre à l'instant $t - \frac{d}{300\,000}$.

S'il s'agit d'une étoile, le problème est plus complexe, car au déplacement de la lumière s'ajoute le déplacement du système solaire dans l'espace, la rotation de la Terre sur elle-même (465 m/s à l'équateur) et surtout le déplacement de la Terre autour du soleil (30 km/s). La théorie de l'aberration est résumée dans le paragraphe suivant où l'on fait appel à des connaissances mathématiques relativement simples ; pour le lecteur brouillé avec les équations, voici d'abord les effets de ces mouvements :

● *Le mouvement du système solaire* vers Véga de la Lyre n'est pas connu avec précision : son effet à chaque instant sur la direction d'une étoile ne peut être décelé.

● *La rotation de la Terre sur elle-même* produit une *aberration diurne,* c'est à l'équateur qu'elle est la plus grande : un observateur situé à Dakar, par exemple, commettrait une erreur maximale d'un tiers de seconde d'arc (ce qui est imperceptible du point de vue des observations locales portant sur une courte période).

● *Le mouvement de translation de la Terre* autour du Soleil est plus sensible. Ce mouvement est responsable de l'*aberration annuelle,* appelée aussi aberration des fixes : si nous observons tous les soirs le passage supérieur d'une étoile au méridien, nous constaterons une légère variation des coordonnées : l'étoile *semble* se déplacer en décrivant en un an dans le ciel une ellipse parallèle au plan de l'écliptique, ellipse dont le centre est sa position « moyenne » (obtenue en faisant la moyenne de ses coordonnées en un an) et dont le demi-grand axe, le même pour toutes les étoiles, a un diamètre apparent de 20", 49 (près d'une demi-minute, ce qui est important) ; cette grandeur angulaire du demi-grand axe de l'ellipse *(l'ellipse d'aberration)* s'appelle la *constante d'aberration.*



L'ellipse d'aberration.

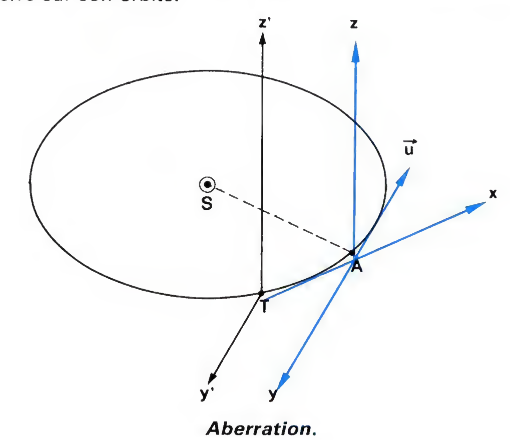
Calcul de l'aberration.

Pour déterminer par le calcul l'effet de l'aberration, on étudie les mouvements d'un photon par rapport à un trièdre fixe dans le système solaire, ayant son origine A sur l'écliptique et ses axes orientés comme l'indique la figure; ce photon P est sur une droite définie par son vecteur unitaire $\vec{u}$ (λ, μ, γ), sa vitesse est $\vec{C} = C.\vec{u}$ et son mouvement est donc, avec A pour origine :

$$P \begin{cases} x = -\lambda\, ct \\ y = -\mu\, ct \\ z = -\upsilon\, ct \end{cases}$$

(Le signe − provient de ce que le photon se dirige de l'astre vers le point A et que nous avons orienté le vecteur $\vec{u}$ de l'origine A vers l'astre.)

Considérons maintenant une position T de la Terre voisine de A, l'arc $\overset{\frown}{TA}$ de l'écliptique étant parcouru pendant le temps Δ *t* et le voisinage de T et de A permettant de confondre T*x'* et A*x*; *v* est la vitesse de la terre sur son orbite.



Aberration.

Du point de vue de la mécanique classique (non relativiste), la détermination de la direction $\vec{u'}$ selon laquelle est vu l'astre est un simple problème de transformation de coordonnées selon le système de transformation de Galilée.

$$\begin{cases} x' = x - vt \\ y' = y \\ z' = z \\ t' = t \end{cases}$$

Si l'on veut tenir compte de la relativité, il faut employer le groupe de Fitzgerald-Lorenz :

$$x' = \frac{x - vt}{\sqrt{1 - \frac{v^2}{c^2}}}$$

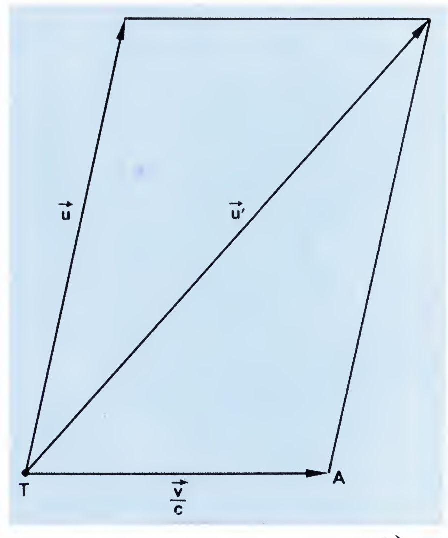
$$y' = y$$
$$z' = z$$

$$t' = \frac{t - \frac{v}{c^2}x}{\sqrt{1 - \frac{v^2}{c^2}}}$$

Le groupe de Galilée transforme le vecteur $\vec{u}$ en un vecteur $\vec{u'}$ *(non unitaire)* de composantes :

$$\begin{cases} \lambda' = \lambda + \frac{v}{c} \\ \mu' = \mu \\ \upsilon' = \upsilon \end{cases}$$

ce qui correspond à la construction du schéma ci-après alors que le groupe de Lorenz conduit au vecteur « relativiste » $\vec{u'}_R$ de composantes :



L'astre est vu dans la direction de $\vec{u'}$.

$$\begin{cases} \lambda' = \dfrac{\left(\lambda + \frac{v}{c}\right)}{\sqrt{1 - \frac{v^2}{c^2}}} \\ \mu' = \mu \\ \upsilon' = \upsilon \end{cases}$$

La construction vectorielle simple de la mécanique classique n'est plus possible, à moins d'admettre de négliger les termes en $\frac{v^2}{c^2}$, ce qui est faisable compte tenu de la petite valeur de *v* (environ 30 km/s) par rapport à *c*.

Finalement, le déplacement $\frac{v}{c}$ mesuré en radians représentera l'effet de l'aberration; on a immédiatement :

$$\frac{v}{c} = \frac{30}{3 \cdot 10^5} = 10^{-4} \text{ radian}$$

soit 20",49

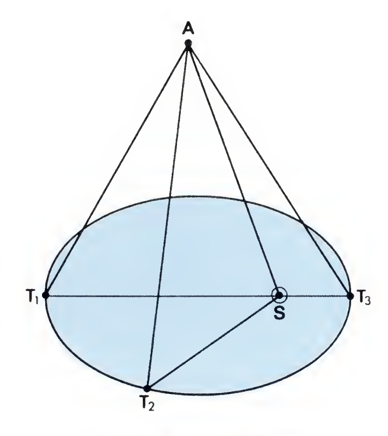
Le *cercle d'aberration*, construit sur la figure qui précède, est donc la directrice d'un cône de demi-angle au sommet égal à 20",49; si le vecteur $\vec{u}$ était oblique par rapport à l'écliptique, il faudrait faire la projection conique de cette directrice sur la sphère céleste : on aurait l'*ellipse d'aberration* de demi-grand axe égal à 20",49 et de demi-petit axe $b = a \sin \beta$ (β = latitude écliptique de l'étoile).

La parallaxe annuelle.

Le mouvement de la Terre autour du Soleil.

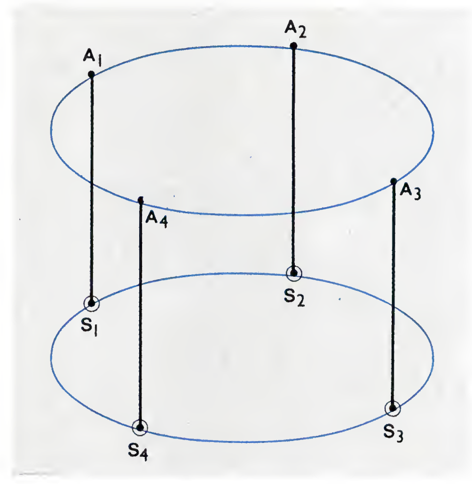
(La définition de la parallaxe est donnée p. 18.)

Le mouvement de la Terre autour du Soleil modifie notre vision des étoiles : l'astre A n'est pas vu dans la même perspective selon que la Terre se trouve en T_1, T_2, T_3 par exemple; cet effet de perspective s'appelle l'effet parallactique. Pour avoir une vision plus constante des astres, on se place (par la pensée) au point S (centre du Soleil) et l'on remplace les directions *variables* T_1A, T_2A, etc., par la direction *constante* S A.



Effet parallactique.

Pour comprendre l'effet du mouvement de la Terre autour du Soleil, refaisons la figure précédente en supposant la Terre immobile et le Soleil tournant autour d'elle selon une ellipse; naturellement, l'étoile A semble se déplacer, puisque la direction SA est fixe; à quatre positions S_1, S_2, S_3, S_4 du Soleil, correspondent quatre positions apparentes A_1, A_2, A_3, A_4 de l'étoile qui, finalement, nous donne l'impression de décrire dans le ciel, en un an, la même ellipse que le Soleil, mais déplacée « vers le haut ».



Ellipse de parallaxe.

Étude vectorielle.

On peut étudier ce phénomène vectoriellement; on peut écrire :

$$\vec{TA} = \vec{TS} + \vec{SA}.$$

Autrement dit, le lieu de A se déduit du lieu de S par la translation $\vec{SA}$: c'est donc une ellipse. Si *a* désigne le demi-grand axe de l'orbite terrestre et *d* la distance Soleil-astre, le demi-grand astre de l'ellipse parallactique vaut, en radians, $\pi = \frac{a}{d}$; en raison de la très grande valeur de *d* par rapport à *a*, π est toujours inférieur à 1" (pour l'étoile α du Centaure, l'étoile la plus proche du système solaire, on a π = 0",761). L'ellipse de parallaxe est dominée par l'ellipse d'aberration.

Résumé des corrections à apporter à une observation astronomique; β désigne la latitude écliptique de l'étoile.

Cause de l'erreur	Nature de la correction à réaliser	Valeur de cette correction
Réfraction atmosphérique	Correction de *z* $z_{vrai} = z + R$ $h_{vrai} = h - R$	Astre à l'horizon : R = 36'36" (autres positions : voir *tables*).
Aberration diurne (due au mouvement de la Terre sur elle-même).	Correction de la longitude écliptique λ.	Un tiers de seconde d'arc environ.
Aberration annuelle (due au mouvement de la Terre autour du Soleil).	*id.*	L'étoile décrit une ellipse d'aberration de demi-grand axe *a* = 20",49 et de demi-petit axe $b = a \sin \beta$.
Parallaxe annuelle (due aussi au mouvement de la Terre autour du Soleil).	Rapporter les mesures au Soleil et non à la Terre.	$\pi = \dfrac{\text{demi-grand axe de l'orbite terrestre}}{\text{distance Soleil-étoile}} = \dfrac{a}{d}$

Phot. Jean Dommanget, communiquée aimablement par les Éditions Gérard.

Le grand télescope Schmidt de l'observatoire du mont Palomar.

LUNETTES ET TÉLESCOPES.

Généralités.

De l'alidade au télescope.

Pour observer les astres, on peut évidemment se contenter de viser les directions des étoiles ou des planètes à l'œil nu ; nous avons déjà signalé l'*alidade* des anciens astronomes ; une observation à l'œil nu, même lorsqu'elle est très soignée, est limitée : pratiquement, il est impossible de distinguer les distances angulaires inférieures à 1 minute.

L'apparition, à la fin du XVI[e] siècle, d'instruments d'optique pour la vision à distance a bouleversé, on le conçoit, notre vision de l'univers. Les grands astronomes dont nous avons cité les noms au début de cet exposé, Hipparque, Ptolémée, Copernic, Tycho Brahé, ont mesuré les distances angulaires à l'œil nu... On n'en admire que davantage la qualité de leurs observations. Vers 1590, un Italien du nom de Porta construisit une lunette d'approche dont il vendit peut-être le secret à quelques chefs militaires désireux d'observer les mouvements de leurs ennemis. Pendant près d'une vingtaine d'années, il semble qu'on ait ainsi construit des longues-vues rudimentaires sous le sceau d'un secret militaire aussi jalousement gardé que les secrets atomiques des puissances modernes. En 1607, la tradition rapporte qu'on construisit (« par hasard ») une telle lunette en Hollande, et Galilée, en 1609, en fabriqua une lui-même : ce n'était pas un instrument très puissant mais il lui permit une moisson astronomique impressionnante.

Les travaux de Descartes, le fondateur de l'optique, ont permis le perfectionnement des instruments d'observation dont le rôle est de recueillir la lumière provenant d'un astre, de la condenser en une image qu'on agrandit pour l'observer. Ainsi les lunettes et les télescopes permettent-ils :

- *d'augmenter le pouvoir séparateur de l'œil* (agrandissement) : d'où la possibilité de distinguer des détails que l'œil nu confondait ;
- *d'augmenter la quantité de lumière reçue* d'un astre (condensation), d'où la possibilité d'apercevoir des étoiles que l'œil nu ne pouvait déceler (ces étoiles ne sont pas « agrandies », c'est leur lumière qui devient visible par condensation, un peu comme un pavillon acoustique recueille des sons qui ne seraient pas entendus par l'oreille seule).

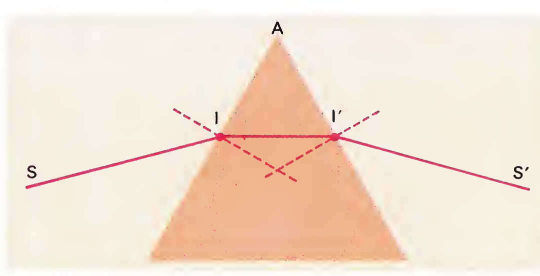
Avant de rappeler, brièvement, quelques propriétés optiques fondamentales, notons que dans un instrument d'optique on appelle *objectif* le dispositif tourné vers l'objet lumineux et qui reçoit la lumière, et *oculaire* le dispositif où se place l'œil de l'observateur pour regarder l'image donnée par l'objectif ; les *télescopes* — dont le rôle est surtout de *condenser* la lumière — ont des *objectifs à miroir,* les lunettes ont des *objectifs à lentille.*

Miroirs et lentilles.

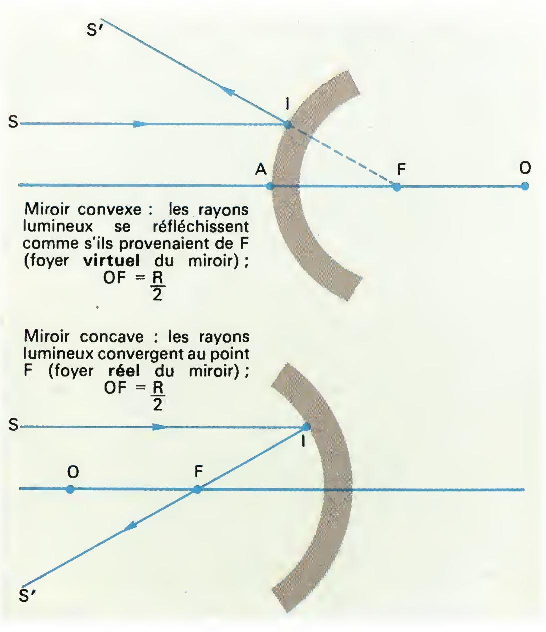
La lumière se propage en ligne droite dans un milieu donné (pour nous, dans le vide intersidéral d'abord, puis dans l'air atmosphérique). Lorsqu'elle rencontre une surface lisse, elle « rebondit » comme le ferait une balle de tennis sur un mur : c'est la *réflexion* de la lumière, obtenue par des *miroirs ;* lorsqu'elle passe d'un milieu dans un autre, par exemple de l'air dans le verre, elle change de direction : c'est la *réfraction* qu'on obtient avec des dispositifs divers (lame à faces parallèles, prisme, lentille, etc.).

La trajectoire de la lumière, quand elle rencontre un miroir, est schématisée par la figure suivante :

Réfraction de la lumière.

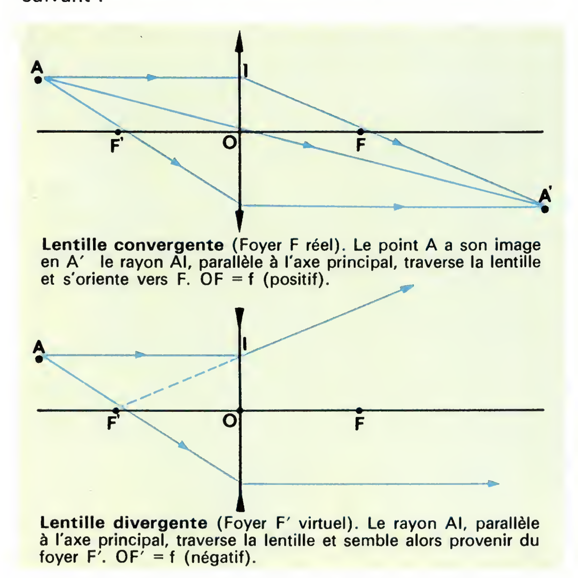


Réflexion de la lumière par un miroir convexe (en haut) et par un miroir concave (en bas).



Les lentilles sont des verres taillés de telle sorte qu'un faisceau lumineux cylindrique devienne, après les avoir traversés, convergent *(lentilles convergentes)* ou divergent *(lentilles divergentes)*.

Le trajet de la lumière à travers une lentille est le suivant :



Lentille convergente (Foyer F réel). Le point A a son image en A' le rayon AI, parallèle à l'axe principal, traverse la lentille et s'oriente vers F. OF = f (positif).

Lentille divergente (Foyer F' virtuel). Le rayon AI, parallèle à l'axe principal, traverse la lentille et semble alors provenir du foyer F'. OF' = f (négatif).

Trajet d'un rayon lumineux à travers une lentille.

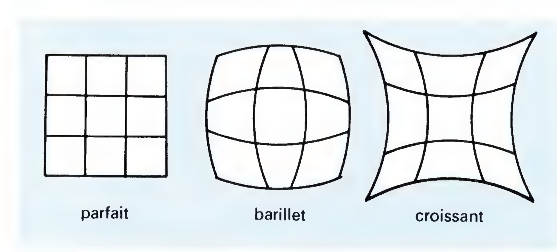
La distance focale *f* caractérise la lentille; si on la mesure en mètres, son inverse $C = \frac{1}{f^m}$ désigne la *puissance* de la lentille en dioptries; ainsi une lentille de 20 cm (0,2 m) de distance focale a une puissance $P = \frac{1}{0{,}2} = 5$ dioptries; le grossissement d'une lentille convergente est $G = \frac{P}{4}$.

Déformation des images.

On va donc recevoir la lumière d'un astre sur un objectif, pratiquement sur un miroir ou sur une lentille; on obtiendra une *image* de l'astre au foyer de l'objectif et c'est cette image qu'il s'agira d'observer; cependant les miroirs et les lentilles ne se comportent pas de la même façon.

- *L'indice de réfraction de la lentille* n'est pas le même selon la *couleur* de la lumière; une lentille convergente est plus convergente pour le violet que pour le rouge.

Si l'on observe une lumière blanche (qui contient toutes les radiations du rouge au violet), on obtiendra une image irisée où la lumière sera décomposée (arc-en-ciel). Ce phénomène est appelé l'aberration chromatique; on peut la corriger en utilisant des lentilles de très grande distance focale. Huygens en construisit une de 70 m de long en 1660 (*cf.* Molière dans *Les Femmes savantes*, acte II, scène 7 : *cette longue lunette à faire peur aux gens*). En outre, une lentille a toujours tendance à déformer les images; c'est l'*aberration de sphéricité* ou *distorsion* qu'on corrige à l'aide de diaphragmes.



Distorsions.

- *Les miroirs présentent aussi des distorsions* de l'image, mais n'ont pas d'aberration chromatique; d'où leur utilisation de préférence aux lentilles, surtout lorsqu'on veut photographier le ciel. En pratique, on taille les miroirs non pas selon une sphère, mais selon un paraboloïde (miroirs paraboliques et hyperboliques); la surface de réflexion est métallisée (mince couche d'argent ou d'aluminium). Les miroirs ont un autre avantage sur les lentilles : ils n'agissent que par leur surface, qui fait l'objet de soins très minutieux, alors que les lentilles agissent en outre par leur matière, qui doit être rigoureusement homogène. Il est beaucoup plus difficile de construire une lentille qu'un miroir.

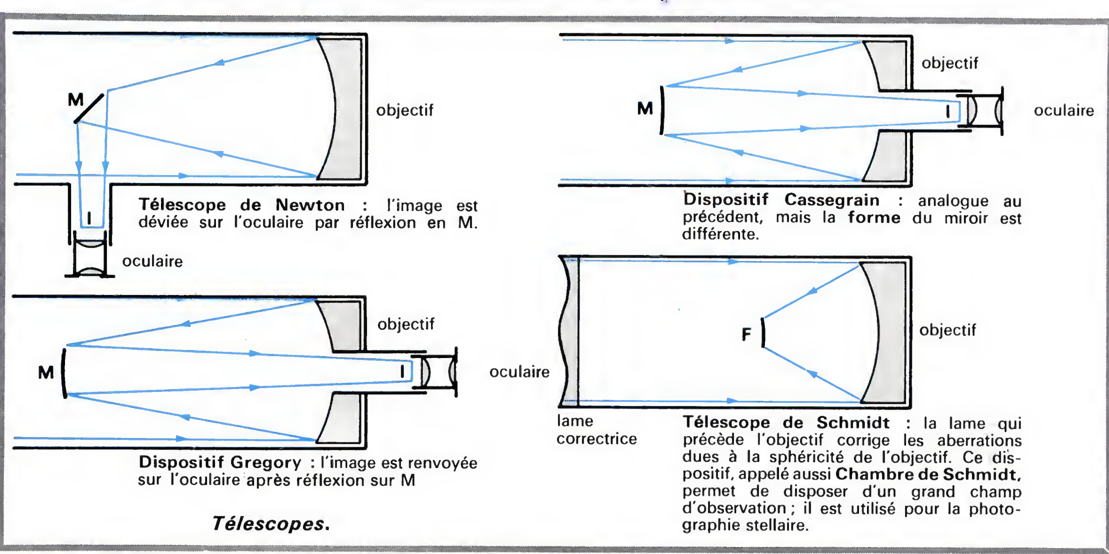
Phot. Observatoire de Paris.

La grande lunette de l'observatoire de Meudon.

Les télescopes.

Principe du télescope.

La lumière, issue d'un astre, tombe sur la face concave d'un miroir; celui-ci renvoie les rayons qui se condensent en son foyer F; un second miroir renvoie l'image formée dans la direction de l'œil de l'observateur. Plusieurs dispositifs sont utilisés :



Télescope de Newton : l'image est déviée sur l'oculaire par réflexion en M.

Dispositif Gregory : l'image est renvoyée sur l'oculaire après réflexion sur M

Dispositif Cassegrain : analogue au précédent, mais la **forme** du miroir est différente.

Télescope de Schmidt : la lame qui précède l'objectif corrige les aberrations dues à la sphéricité de l'objectif. Ce dispositif, appelé aussi **Chambre de Schmidt**, permet de disposer d'un grand champ d'observation; il est utilisé pour la photographie stellaire.

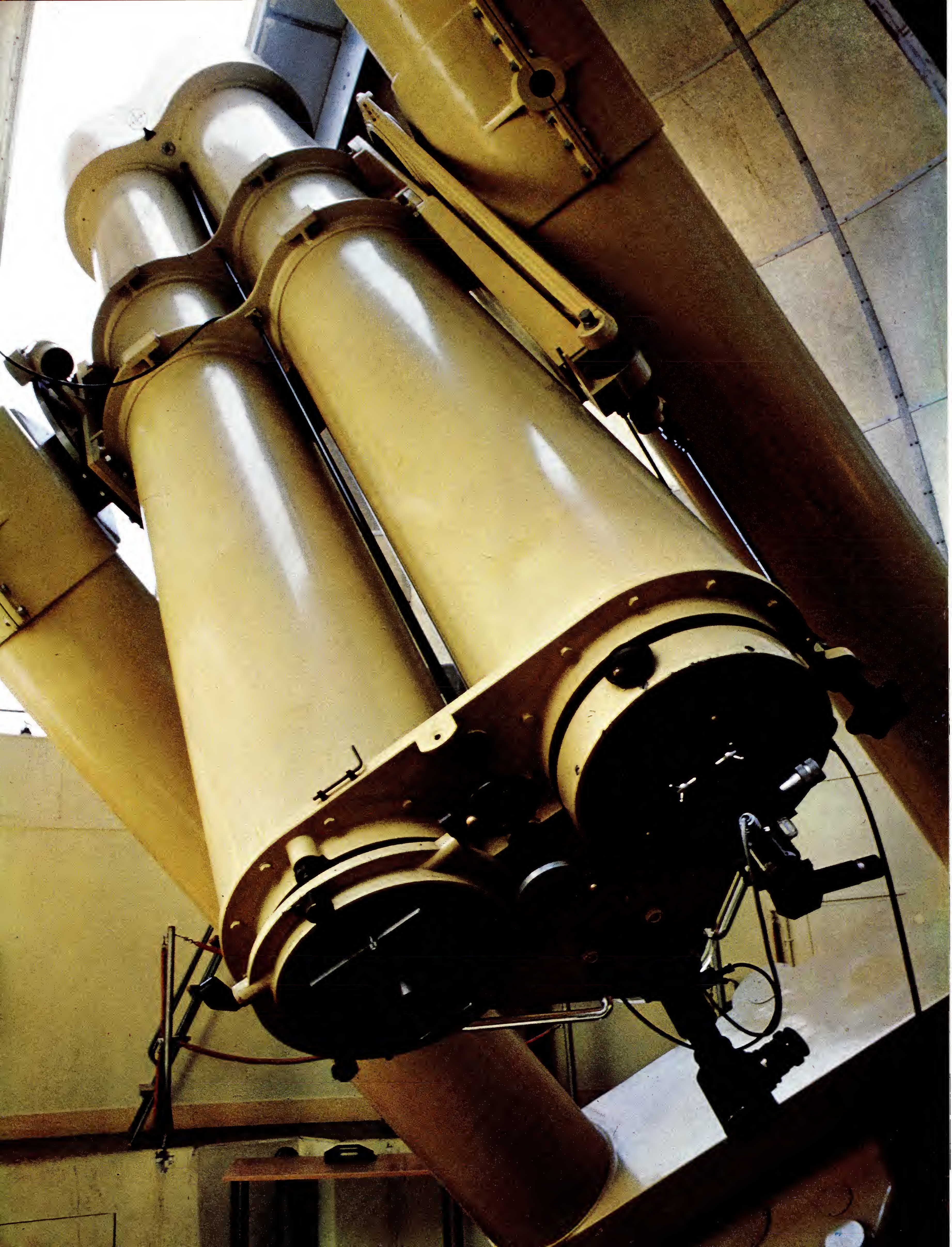
Télescopes.

L'observatoire de Saint-Michel-de-Provence.
Ci-dessus, au premier plan, la coupole contenant les deux prismes-objectifs et au fond la coupole du télescope de 152 cm de diamètre. Ci-dessous à gauche, le pupitre de commande du télescope ; on aperçoit sur le cliché de droite, l'extrémité supérieure de celui-ci. Sur la page de droite, vue d'ensemble des prismes-objectifs de 40 et 15 cm de diamètre ; ces instruments permettent de mesurer les vitesses radiales de toutes les étoiles d'un champ.





O.H.P./C.N.R.S. Phot. Jeanbor



Comme on le voit sur les figures, l'image de l'astre, au lieu de se faire en F se fait en I ; cette image est observée ensuite à la loupe. En fait, il ne serait pas commode de se servir d'une loupe ordinaire ; on préfère monter un système de lentilles, l'*oculaire*, avec lequel on regarde après mise au point, l'image I ; le télescope de Newton, au complet, peut être résumé par le schéma suivant :

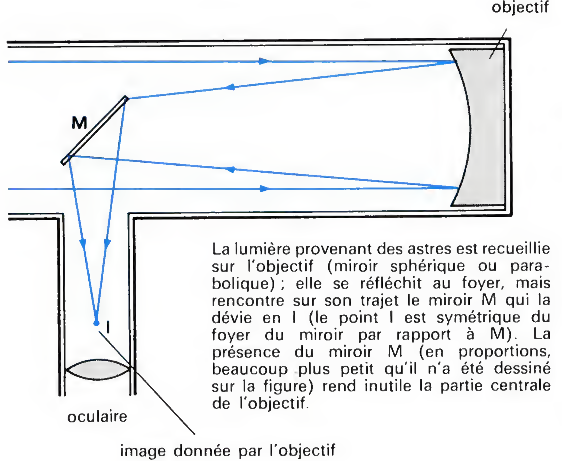
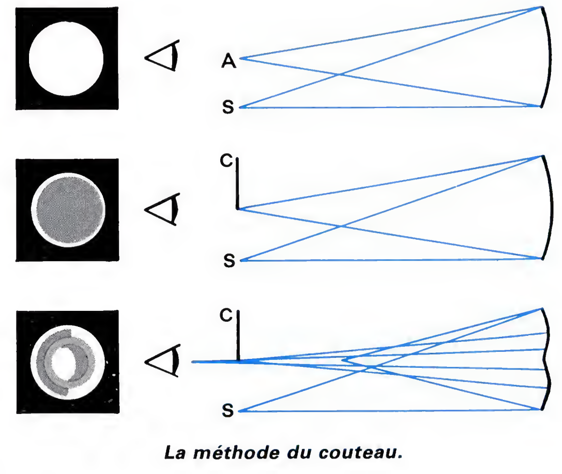
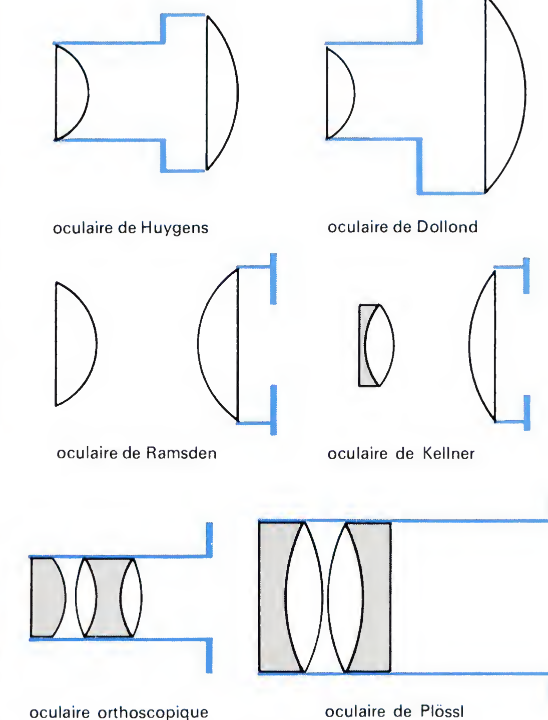


Schéma du télescope de Newton.





La méthode du couteau.



Types d'oculaires.

Réalisation d'un télescope.

La réalisation d'un télescope classique pose mille problèmes techniques ; nous signalerons les plus importants.

● *Forme des miroirs :* la forme la plus simple est la forme sphérique, obtenue automatiquement quand on use par frottement dans tous les sens des surfaces sphériques, l'une convexe, l'autre concave ; le miroir obtenu après dégrossissage est ensuite poli à l'émeri, puis à l'aide du roux à polir (poudre dont les grains sont très fins — 0,5 micron de diamètre — obtenue par la calcination de l'oxalate ferreux) ; les défauts (aspérités, irrégularités de la surface) sont mesurés par la *méthode de Foucault,* dite « méthode du couteau » :

1 — Le miroir est entièrement éclairé : les rayons convergent au point A.

2 — Le couteau C, introduit doucement au point A, obscurcit tout le miroir : la sphéricité est parfaite.

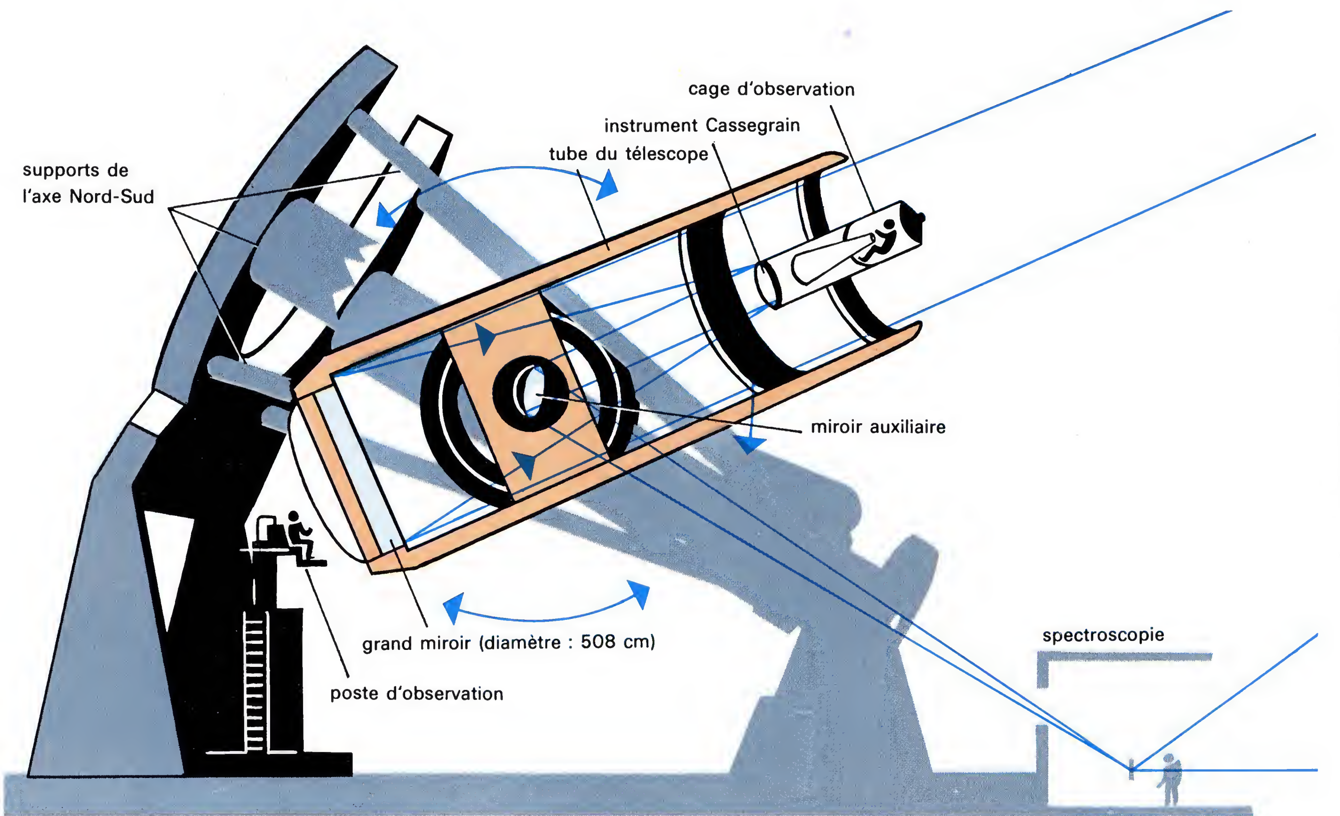
3 — L'obscurcissement n'est pas complet ; les irrégularités du miroir donnent en effet des points de convergence autres que A (A', A'', etc.) ; les défauts apparaissent considérablement grossis.

Les miroirs sphériques provoquent, on l'a vu, une distorsion de l'image ; d'où l'utilisation de miroirs paraboliques qui ne présentent pas d'aberration pour les étoiles situées dans la direction de l'axe du paraboloïde ; les autres directions sont entachées d'une aberration qu'on appelle la *coma.*

● *Matière des miroirs :* le miroir de Newton (1671) était en bronze blanc et l'on a utilisé le bronze jusqu'en 1820 environ. On se sert, depuis le XIXe siècle, de verre sur lequel on dépose une couche d'argent ou d'aluminium ; l'argenture se fait chimiquement ; l'aluminure se fait par évaporation de l'aluminium fondu sous une cloche à vide. Les dépôts d'aluminium sont plus durables que les dépôts d'argent, ne se ternissent pas et sont protégés par une couche d'alumine qui se forme spontanément ; les dépôts d'argent sont plus réfléchissants lorsque l'argenture est neuve, mais sont très sensibles aux souillures diverses et exigent un repolissage fréquent.

● *Les oculaires :* on pourrait en principe utiliser une lentille simple (loupe) mais, pour éviter les aberrations, on se sert de lentilles associées ; les combinaisons les plus utilisées sont schématisées sur la figure ci-contre.

● *Le tube et les lames de fermeture.* Un télescope tel que nous l'avons décrit au paragraphe *a* est un long tube, dont la longueur peut atteindre 10, 15 et même 20 m. A l'intérieur de ce tube, il y a de l'air chaud (le miroir jouant aussi le rôle d'un condensateur de chaleur), à l'extrémité libre de l'air froid (l'air ambiant) : il résulte de cela une *turbulence* de l'air à l'intérieur du tube, et les images données par le télescope sont très instables (scintillation, etc.) ; pour remédier à cela, il faut obturer



Le télescope géant du mont Palomar (Californie).

Le faisceau lumineux en provenance d'une région du ciel pénètre dans le tube du télescope et se réfléchit sur le grand miroir qui en constitue le « fond » ; il est repris, à l'intérieur du tube, par un dispositif « Cassegrain » (voir schéma p. 27) qui permet l'observation directe. Le miroir auxiliaire renvoie une partie de la lumière vers un spectroscope (v. p. 39).

Phot. C.C.A.

◄ ►

l'extrémité libre des télescopes par une lame de fermeture suffisamment régulière et homogène pour ne pas troubler, par réfraction, la propagation de la lumière (et quand on songe que certains télescopes ont un diamètre de 2 m et plus, on imagine les problèmes délicats que cela pose); il faut aussi calorifuger le tube par des procédés variés (voir les descriptions de quelques grands télescopes p. 35).

- *Le chercheur.* Avant de viser un astre dans l'oculaire des télescopes, il est nécessaire de le repérer dans le ciel; pour cela une lunette dont le champ est assez vaste est montée de telle sorte que son axe optique soit parallèle à l'axe du télescope. On peut ainsi inspecter facilement le ciel et pointer le télescope sur lequel on fera la mise au point.

La figure de la page ci-contre montre les détails du télescope géant du mont Palomar.

Les lunettes.

Principe de la lunette astronomique.

La lunette astronomique est composée, en principe, de deux lentilles : l'objectif du côté de l'objet et l'oculaire du côté de l'œil. La lumière traverse les deux systèmes optiques pour donner finalement une image *agrandie* de l'objet visé; la disposition des deux lentilles est telle que le foyer-image de l'objectif (point où se condensent les rayons qui frappent l'objectif) est confondu avec le foyer-objet de l'oculaire (point où doit se trouver un objet pour que l'image donnée par la lentille puisse être vue sans que l'œil ait besoin d'accommoder).

Le grossissement de la lunette est donné par le rapport

$$G = \frac{F}{f}$$

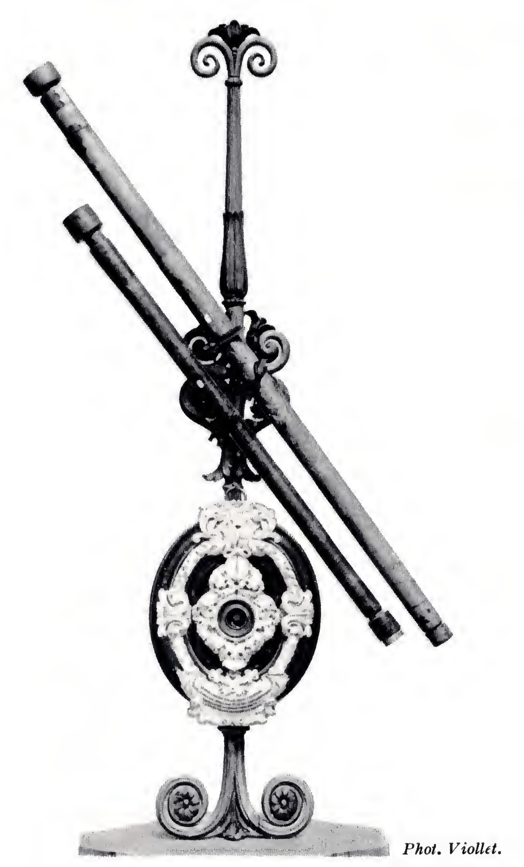
(F : distance focale de l'objectif, *f* : distance focale de l'oculaire); par exemple une lunette dont l'objectif a une distance focale de 1,50 m et l'oculaire une distance focale de 1 cm a un grossissement :

$$G = \frac{150}{1} = 150.$$

On écrit aussi :

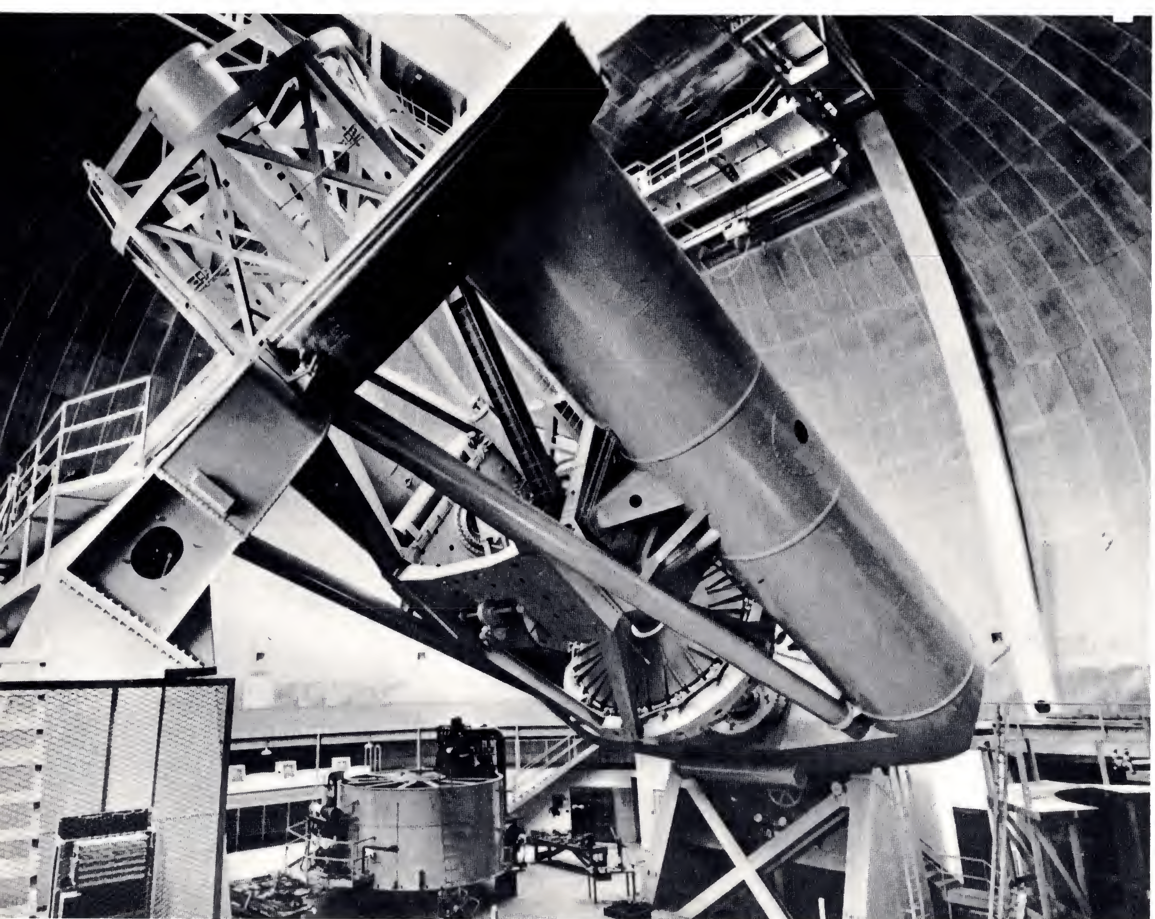
$$G = \times\ 150.$$

Comme nous l'avons dit plus haut, les lentilles présentent le défaut de l'*aberration chromatique;* il en résulte que si l'on règle une lunette sur le point où convergent les radiations jaunes et vertes du Soleil (c'est à ces couleurs que l'œil est le plus sensible), l'image sera entourée d'une auréole rose qui vient de ce que le bleu et le rouge ne sont pas au point; en faisant varier la distance de l'oculaire, l'image change de couleur et devient bleue quand on enfonce l'oculaire et rouge quand on le tire vers l'œil. Pour éviter ce défaut, on a d'abord allongé les lunettes : en augmentant la distance focale, on agrandit les distances apparentes et l'auréole qui trouble les mesures est moins gênante.

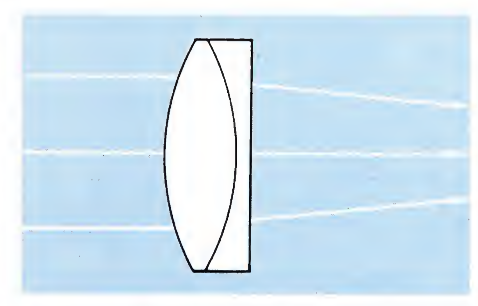


Phot. Viollet.

Lunettes utilisées par Galilée et conservées au Musée de l'histoire de la science à Florence.



On peut aussi — et c'est la méthode employée de nos jours — fabriquer des lentilles avec deux qualités différentes de verre : le verre appelé *crown* (silice, chaux et soude) et le verre *flint* (de composition analogue à celle du cristal); on couple une lentille convergente de *crown* et une lentille divergente de *flint :*



Un doublet crown-flint.

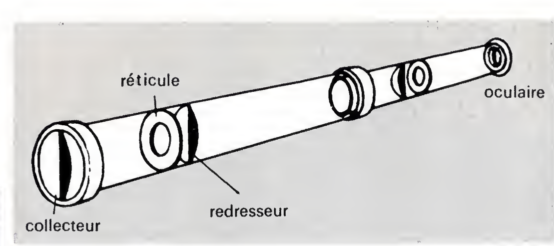
et l'action combinée des deux lentilles supprime à peu près complètement l'aberration chromatique.

La compensation n'est pas parfaite ; $\frac{\Delta f}{f} = 0{,}001$ pour le rouge et 0,004 pour le violet; cette aberration résiduelle est éliminée quand on utilise de grandes lunettes ; si l'on veut limiter le poids et l'encombrement des appareils, on emploie des télescopes à miroir qui n'ont pas d'aberration chromatique. D'autre part, les lunettes ont aussi une *aberration de sphéricité* qui se compense par des combinaisons de lentilles.

La taille des lentilles est plus délicate que celle des miroirs : le *flint* et le *crown* doivent être parfaitement homogènes, les surfaces à polir sont au nombre de 4 (il n'y en a qu'une dans un miroir) et le centrage des lentilles est un travail de très haute précision (il y a 4 faces à centrer).

La longue-vue.

La plus simple des lunettes astronomiques est la longue-vue utilisée par les anciens marins :



Longue-vue.

L'oculaire est situé à l'extrémité du petit tube mobile; la lunette comprend en outre (voir figure) un couple de lentilles intermédiaires (le véhicule redresseur) qui permet d'obtenir une image redressée de l'objet visé. Une lunette astronomique comprendra les mêmes dispositifs annexes qu'un télescope (monture, chercheur, dispositif photographique, etc.).

Dimensions et caractéristiques des lunettes et télescopes.

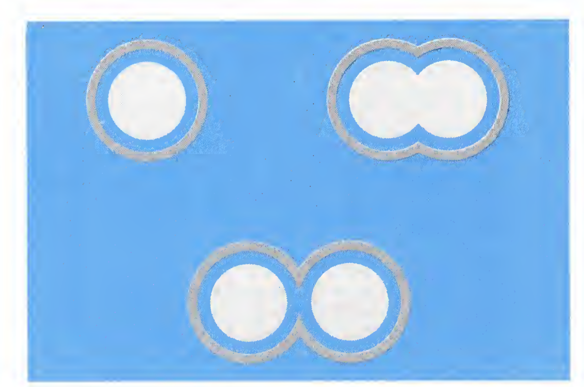
Diffraction.

Un objectif est caractérisé par sa distance focale *f* : mais, du point de vue astronomique, il est important de tenir compte aussi de son diamètre D : plus la surface de l'objectif est grande, plus la quantité de lumière reçue est grande et plus l'image sera visible. Dès maintenant, notons que le diamètre d'une lunette ne dépasse jamais 1 m (les lentilles sont à bord mince et se déforment facilement), alors que les télescopes atteignent des diamètres très supérieurs (le plus grand télescope français, celui de Saint-Michel-de-Provence, a près de 2 m de diamètre; celui du mont Palomar, aux États-Unis, atteint 5 m); ce qui explique que, pour observer des étoiles très lointaines, il est préférable d'utiliser un télescope de grand diamètre qui, recevant énormément de lumière, permettra de voir une étoile invisible sur une lunette de faible diamètre, alors que, pour observer les détails d'une planète, objet bien plus proche de nous qu'une étoile, une lunette de fort pouvoir grossissant sera préférable tout en étant moins encombrante.

Cela dit, quel que soit l'objectif utilisé, il donnera d'un point lumineux une image qui ne sera pas un point, mais

un petit disque, une tache avec une zone centrale très brillante et des zones concentriques de moins en moins lumineuses ; un tel disque s'appelle un disque d'Airy (astronome anglais, 1801-1892), il est dû à la *diffraction* de la lumière, phénomène qu'on peut réaliser expérimentalement en pratiquant une fente très fine dans une carte de visite avec une lame de rasoir et en regardant la flamme d'une bougie à travers cette fente ; au lieu de voir une fente extrêmement éclairée, on observe une succession de rayures, les unes éclairées, les autres sombres : ce phénomène de *diffraction* est dû au fait que la lumière se propage comme une onde et non comme un corpuscule.

Si donc deux points lumineux A et B sont voisins, on obtient selon les cas (voir figure page suivante) : un disque (confusion des deux points), deux disques accolés (c'est ce qu'on appelle la *limite de résolution*) ou deux disques séparés ; cela dépendra du rapport $\frac{f}{D}$ de la distance focale et du diamètre de l'objectif. Il en résulte que, dans le premier cas, l'objectif a un pouvoir séparateur moins grand que dans le dernier : les tableaux suivants indiquent le diamètre de la tache de diffraction en fonction du rapport $\frac{f}{D}$ de l'objectif et le pouvoir séparateur théorique (diamètre apparent minimal aperçu par un objectif) d'objectifs dont les diamètres varient de 2,4 cm à 40 cm :



Disques d'Airy.

F/D (caractéristiques de l'objectif)	Diamètre des taches de diffraction exprimé en microns
5	6,8
6	8,2
8	11
10	13,6
12	16,4
15	20,4

(1 micron = $\frac{1}{1\,000}$ mm).

Diamètre de l'objectif en cm	Distance angulaire minimale séparée par l'objectif en secondes d'arc
2,4	6
3,6	4
4,3	3,3
5,2	2,7
6	2,4
8	1,8
9,5	1,5
10,8	1,3
13,5	1
16	0,9
18	0,8
20	0,7
30	0,47
40	0,35

On rappelle que l'œil humain ne distingue pas deux points dont la distance angulaire est inférieure à 1′ (60 secondes de degré) ; d'autre part, il s'agit dans le tableau ci-dessus de chiffres théoriques : pratiquement, en raison des imperfections des objectifs et de l'agitation atmosphérique, les distances angulaires minimales indiquées dans le tableau ci-dessus doivent être multipliées par 2.

D'une façon générale, deux étoiles dont la distance angulaire est α″ sont vues séparément si le diamètre de l'objectif est au minimum :

$$D^{cm} = \frac{12}{\alpha}$$

Grossissement.

Le grossissement d'un appareil d'optique est, on le sait,

$$G = \frac{F}{f}$$

dans ce cas, deux étoiles dont la distance angulaire est α seront vues avec la distance G α ; comme l'œil humain ne sépare pas en dessous de 60″, il faut qu'on ait :

$$G\,\alpha > 60''$$

Questions	Réponses
Qu'est-ce que « mettre au point ? »	C'est régler la distance oculaire-objectif de sorte que l'image soit nette sur la rétine de l'observateur. On réalise une mise au point en faisant avancer ou reculer l'oculaire à l'aide d'un dispositif à crémaillère ; on se fixe sur la position qui donne l'image la plus nette.
Si l'observateur porte des lunettes, doit-il les conserver pour observer ?	Non si l'observateur est myope ou hypermétrope ; s'il est astigmate, il doit utiliser une lentille correctrice.
Quelles qualités doit posséder un instrument si l'on veut observer des étoiles ?	Avoir un objectif de très grand diamètre ; en effet, la quantité de lumière reçue est proportionnelle, à la surface éclairée, c'est-à-dire au carré du diamètre de l'objectif.
Pourquoi voit-on avec un télescope ou avec une lunette des étoiles qu'on ne voit pas à l'œil nu ?	Parce que l'énergie lumineuse reçue par l'instrument est considérablement plus grande que celle reçue par l'œil (400 000 fois plus grande avec le télescope du mont Palomar).
Les étoiles sont-elles agrandies quand on les voit au télescope ou à la lunette ?	Non, leur distance par rapport à la Terre est telle qu'elles ne donnent comme image qu'un petit disque (disque d'Airy).
Quand on observe des étoiles, les distances angulaires entre les étoiles sont-elles agrandies ?	Oui : c'est le pouvoir séparateur de l'instrument.
Est-ce l'oculaire ou l'objectif qui agrandit cette distance ?	C'est l'oculaire ; mais le grossissement entraîne une perte de luminosité : si l'on grossit deux fois plus, l'objet paraît quatre fois moins lumineux.
Comment peut-on à la fois grossir et conserver la luminosité ?	On grossit en utilisant des oculaires de petite distance focale, et on augmente la luminosité en utilisant des objectifs de grand diamètre.
Pratiquement, comment opère-t-on pour faire varier ces facteurs ?	Le diamètre de l'objectif, pour un appareil donné, ne peut varier : il a une taille déterminée. Par contre, les lunettes et les télescopes disposent d'un jeu d'oculaires qu'on choisit en fonction du but de l'observation : ● Pour observer des étoiles variables, il faut disposer d'un champ de vision étendu : on utilisera un *oculaire à grossissement faible*. ● Pour observer des nébuleuses ou des comètes, il faut un maximum de luminosité ; on utilisera donc un *oculaire à grossissement très faible*. ● Pour observer des étoiles doubles, il faut pouvoir observer la distance angulaire du coupe étudié ; on utilisera donc un *oculaire à grossissement maximal*. ● Pour observer la Lune et les planètes, il faut à la fois beaucoup de luminosité et un grossissement assez fort pour que l'image soit distincte et bien contrastée ; on utilisera donc un *oculaire à grossissement intermédiaire* (grossissement appelé couramment « *grossissement utile* »).
Une plaque photographique peut-elle enregistrer plus d'étoiles que n'en verrait un observateur ? (La plaque est supposée placée à l'oculaire ou au foyer de l'objectif.)	Oui, car si l'on prend le cas d'une étoile très éloignée (de 20e grandeur par exemple), la lumière qu'elle envoie peut être reçue par la plaque pendant plusieurs minutes ou même plusieurs heures et finalement il y aura assez d'énergie lumineuse recueillie pour impressionner le film, alors que le « temps de pose » ne peut être allongé pour la rétine.
Peut-on voir des étoiles en plein jour (en dehors d'une éclipse de Soleil) ?	A l'œil nu, c'est impossible, car la luminosité du ciel l'emporte sur celle des étoiles. Avec un instrument à fort grossissement, la luminosité du ciel est éteinte alors que l'éclat des étoiles reste le même : il est alors possible d'observer des étoiles en plein jour.
Quelle doit être la distance focale d'un oculaire en fonction du grossissement désiré ?	Cette distance focale (exprimée généralement en millimètres) dépend en outre de l'ouverture D (= diamètre) de l'objectif ; ces ouvertures sont notées par rapport à la distance focale F des objectifs ; ainsi une ouverture telle que F/15 signifie que D est 15 fois plus petit que F ; par exemple, si F = 15 m, l'objectif aura un diamètre de 1 m. Le tableau suivant donne les distances focales des oculaires en millimètres en fonction de l'ouverture de l'objectif et du grossissement désiré ; par exemple, si l'on désire un grossissement utile avec une ouverture F/8 on doit utiliser un oculaire de focale *f* = 7 à 8 mm.

Grossissement	Ouverture				
	F/6	F/8	F/10	F/12	F/15
Très faible	30-48	40-50	50-63	60-75	75-90
Faible	20-24	27-32	33-40	40-48	50-60
Moyen	10-12	13,7-16	16-20	20-24	25-30
Intermédiaire (grossissement utile)	5-6	7-8	8-10	10-12	12-15
Grand	3,6-4	4,7-5,4	6-6,7	7-8	9-10
Maximal	2,5	3,5	4,2-5	5-6	6,25-7,5

Les distances focales des oculaires sont mesurées en millimètres et les chiffres indiqués ci-dessus sont approximatifs.

pour que les deux étoiles soient séparées par l'observateur. La relation précédente nous donne

$$\alpha = \frac{12''}{D}$$

d'où la condition de séparation

$$\frac{F}{f} \times \frac{12''}{D} > 60''$$

et

$$f < \frac{1}{5}\frac{F}{D}$$

Comme $\frac{F}{D}$ est compris d'ordinaire entre 5 et 10, il en résulte que la focale de l'oculaire doit être inférieure à 2 cm ; lorsque

$$f = \frac{1}{5} \times \frac{F}{D}$$

le grossissement vaut

$$G = \frac{F}{f} = \frac{F \times 5\,D}{F} = 5\,D :$$

on l'appelle *grossissement résolvant.*

Dans tout ce qui précède, nous n'avons parlé des instruments que du point de vue optique ; le chapitre suivant les étudiera du point de vue mécanique : comment les monter, les orienter, faire des mesures, etc., cependant dès maintenant, un certain nombre de questions se posent à l'utilisateur quand il met l'œil à l'oculaire d'un télescope ou d'une lunette ; nous avons groupé ces questions dans le tableau de la page ci-contre.

L'astrographie ou photographie astronomique.

Avantages et inconvénients des plaques photographiques.

La plaque photographique possède un avantage sur la rétine : elle peut accumuler la lumière reçue. Si nous regardons pendant 20 minutes dans la direction d'une étoile très faible (et *invisible à l'œil nu*) nous ne la verrons pas, alors que si nous remplaçons notre œil par une plaque photographique et que nous prolongeons le temps de pose, au bout d'un certain temps la plaque aura reçu assez de lumière pour être impressionnée ; c'est ainsi que le télescope géant du mont Palomar permet de voir au maximum les étoiles de vingtième magnitude (la magnitude caractérise l'éclat d'une étoile : les étoiles les plus brillantes sont dites de première grandeur ou encore de magnitude égale à 1 ; l'œil ne peut dépasser la 7e magnitude) alors que l'on peut observer photographiquement jusqu'à la magnitude 23. En outre, la photographie est un document qui se conserve et qu'on peut étudier avec soin.

Le revers de la médaille, c'est le mauvais pouvoir séparateur des plaques photographiques. On sait que l'image, après développement, est composée de petits grains d'argent éparpillés dans la gélatine ; plus ces grains sont petits, plus la photographie est fine, et tout le monde a pu constater qu'en agrandissant une petite photographie, on obtient une image qui a besoin d'être retouchée. Pratiquement, les grains les plus fins mesurent encore 0,02 à 0,03 mm de diamètre (de 20 à 30 microns) ; reportons-nous à notre tableau des grossissements ; nous voyons qu'à l'ouverture F/6 le diamètre de la tache de diffraction est de 8,2 microns : si le diamètre moyen des grains de notre pellicule est de 25 microns, il faudrait donc obtenir avec l'instrument des disques d'Airy trois fois plus gros pour qu'ils soient séparés : c'est donc une ouverture F/18 qu'il faudrait employer (en fait, ce résultat est théorique ; pour que le résultat soit convenable, l'expérience prouve qu'il faudrait utiliser une ouverture F/60).

Comment photographier le ciel.

Lorsqu'on veut photographier le ciel, on peut soit utiliser directement un appareil photographique, soit monter l'appareil sur l'oculaire, soit placer directement la plaque photographique au foyer de l'objectif (dans ce cas-là, l'oculaire ne sert à rien) en prenant un temps de pose convenable ; ici aussi, plus le diamètre de l'objectif sera grand, plus le résultat sera satisfaisant. Les temps de pose dépendent aussi de la nature de la pellicule et de la luminosité des objets photographiés.

Si l'on veut établir un temps de pose en fonction de la magnitude des étoiles à photographier, on peut se faire une idée simple des ordres de grandeur nécessaires avec des objectifs de diamètre relativement faible (10 à 300 mm) en utilisant des plaques très sensibles, d'après le tableau suivant :

Temps de pose	Diamètre en mm				
	10	40	80	200	300
1 minute	7	9,8	11,4	13,1	13,8
5 minutes	8,5	11,3	12,9	14,6	15,3
10 minutes	9	11,8	13,4	15,1	15,8
30 minutes	10	12,8	14,4	16,2	16,9
1 heure	10,5	13,4	15	16,7	17,4
2 heures	11,1	13,9	15,5	17,2	17,9
4 heures	12	14,8	16,4	18	18,7

Les nombres donnés dans le tableau indiquent la magnitude des astres qu'on désire observer ; par exemple avec un diamètre de 80 mm, il faut une heure de pose pour photographier une étoile de 15e magnitude.

Pour un astre bien éclairé (la Lune ou les planètes), les temps de pose sont beaucoup plus courts (de l'ordre de la seconde). Dans tous les cas, plusieurs facteurs non astronomiques interviennent en ce qui concerne la détermination des temps de pose, en particulier la nature des objectifs et la qualité des plaques ou films photographiques.

Une dernière remarque : les étoiles sont entraînées par le mouvement diurne ; si donc l'appareil est immobile, la photographie d'une étoile sera en fait un arc de cercle (si la pose dure 6 heures, on aura un quart de cercle sur la plaque) ; pour éliminer ce phénomène et obtenir une reproduction photographique ponctuelle, on monte un mécanisme qui fait tourner l'instrument dans le sens du mouvement diurne (d'est en ouest), et à la même vitesse ; autrement dit on « accompagne » l'étoile dans son mouvement apparent ; nous examinerons ce problème dans la section suivante.

En résumé, qu'il s'agisse de lunette ou de télescope, c'est-à-dire d'objectif à lentille ou d'objectif à miroir, les observations sont d'autant plus nettes et d'autant plus claires que les appareils sont grands ; grand diamètre des objectifs, pour avoir plus de luminosité, grande longueur des distances focales pour avoir un plus grand pouvoir séparateur. C'est pourquoi les astronomes construisent des instruments de plus en plus gigantesques, de plus en plus lourds et, inévitablement, de plus en plus coûteux. Plus un instrument est cher, plus il est à souhaiter qu'on puisse l'utiliser souvent dans de bonnes conditions ; il serait peu rentable d'installer un télescope géant au cœur d'une ville nordique ! Ce n'est pas par hasard que l'astronomie est née en Méditerranée ; pratiquement, il faut installer les grands instruments en des régions où les courants atmosphériques sont peu intenses, où le ciel est clair pendant une grande partie de l'année, loin des atmosphères enfumées des villes : l'air pur et le ciel étoilé de la Haute Provence ou de la Californie sont plus propices aux observations astronomiques que les brumes des villes industrielles dans les régions nordiques.

Le photographie du ciel exige des télescopes à très grand champ, comme celui de B. Schmidt (inventé en 1931) ; les deux plus gros « Schmidt » sont montés aux USA, à l'observatoire du mont Wilson et à l'observatoire du mont Palomar. C'est avec le « Big Schmidt » (48 pouces) de Palomar que fut établie la carte photographique du ciel entre 1949 et 1956 (1 800 photographies, en lumière bleue et en lumière rouge) ; cette carte donne des étoiles de 20e magnitude et permet d'estimer la brillance et la couleur des étoiles photographiées.

Les télescopes de l'an 2000.

Les télescopes à miroirs multiples.

Le télescope du mont Palomar, avec son grand miroir de 5,08 m de diamètre, est resté jusqu'en 1976 le plus grand télescope du monde. A la fin de l'année 1976, en effet, l'URSS a mis en service à Zelenchuk, dans le Caucase, un télescope de 6 m de diamètre qui, de l'avis unanime, représente la taille limite des grands télescopes. Cependant, pour mieux observer l'univers, les astronomes ont besoin d'appareils de plus en plus puissants : c'est à cette préoccupation que correspondent les *Multiple Mirror Telescopes* (MMT), dont le premier a été installé aux États-Unis, sur le mont Hopkins, en Arizona.

L'idée générale des MMT est la suivante : on monte, sur une même monture, plusieurs télescopes, et l'on superpose les six images obtenues ; on obtient ainsi une image résultante correspondant à celle que fournirait un télescope géant. Le télescope du mont Hopkins comporte six télescopes élémentaires, de 1,8 m de diamètre ; les six images fournies sont reçues sur un miroir pyramidal à six facettes, où elles sont recombinées pour donner une image finale équivalente à celle d'un télescope de 4,5 m de diamètre. Le principe est donc simple, et l'on peut envisager à partir de ce prototype des appareils dont les télescopes élémentaires auront une ouverture plus grande (2 ou 3 m) et qui seront équivalents à des télescopes classiques de 10 à 12 mètres de diamètre, techniquement irréalisables ; on étudie même, à l'observatoire de Kitt Peak, en Arizona, le projet d'un MMT équivalent à un miroir de 25 mètres de diamètre.

Les MMT impliquent un montage sophitiqué. En effet, pour contrôler le mouvement relatif des télescopes élémentaires, il faut obtenir une superposition parfaite des six plans focaux ; cette fonction de contrôle est assurée dans le télescope du mont Hopkins par un système optique utilisant un faisceau laser hélium-néon émis au foyer d'un télescope auxiliaire de 76 cm de diamètre. Par ailleurs, les détecteurs de photons deviennent de plus en plus sensibles, grâce aux progrès de l'électronique, et leur développement devrait augmenter les performances des MMT.

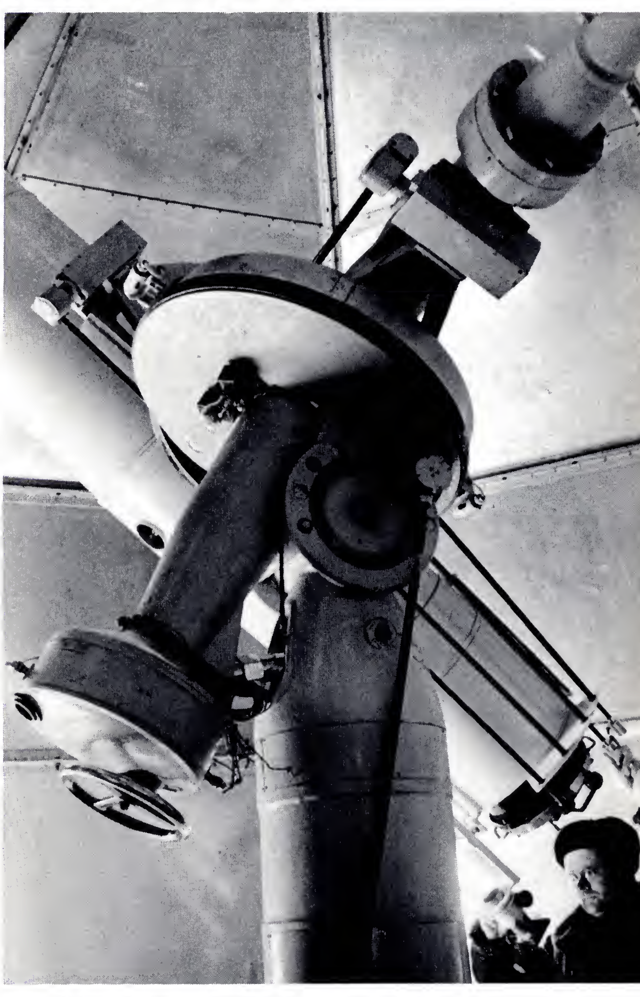
Le *Space Telescope.*

L'idée de base du *Space Telescope* (télescope spatial) est d'observer le ciel en éliminant l'écran de l'atmosphère, qui absorbe notamment les radiations ultraviolettes et dont la turbulence empêche l'obtention d'images photographiques de dimension angulaire inférieure à la seconde d'arc lorsque le temps de pose est long.

En dehors de l'atmosphère, ces difficultés n'existent pas et c'est pour cela que l'on étudie, aux États-Unis, un télescope de 2,4 m de diamètre susceptible d'être mis sur orbite par la navette spatiale américaine. Le projet fait appel à une technologie très élaborée ; il comprend le télescope proprement dit avec sa structure et ses appareils de contrôle, les instruments scientifiques disposés à proximité du plan focal (caméra à grand champ, caméra planétaire à petit champ de 3′ d'arc, spectrographes, photomètre, polarimètre à grande vitesse, caméra à objets faibles permettant d'identifier électroniquement chaque photon détecté par le système).

Le *Space Telescope* devait être lancé à la fin de 1983, mais ce lancement n'a pas eu lieu : on estime que le projet pourra être réalisé à la fin de l'année 1986. Ajoutons que le télescope spatial, qui pèse environ 11,5 tonnes, tournera à 500 km de la Terre ; il pourra effectuer des poses très longues (jusqu'à 2 000 secondes sans interruption) ; son coût est d'environ 1,3 milliard de dollars.

L'astrographe soviétique avec lequel ont été réalisées des photographies de la Lune de très grande finesse.



Phot. Tass.

Observatoire de Paris. Phot. Jeanbor.

L'Observatoire de Paris, construit d'après les plans de Claude Perrault de 1667 à 1671; son premier organisateur fut Jean-Dominique Cassini (1625-1712).

OBSERVATOIRES.

Le problème.

Quel instrument utiliser?

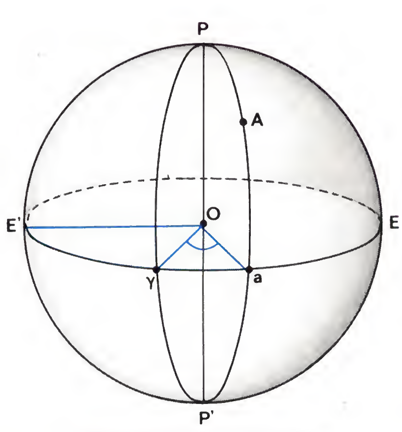
Imaginons un observateur placé sur un promontoire et muni d'une carte géographique détaillée, par exemple une carte d'état-major, et d'une paire de jumelles; s'il examine la région qui l'environne, il aperçoit un village, un clocher, un petit bois, un pont, etc.; en se rapportant à sa carte, il peut reconnaître les différents éléments du paysage qu'il observe. Mais sa paire de jumelles, aussi précise soit-elle, aussi perfectionnée soit-elle, ne lui permet pas d'établir la carte qui lui sert à se repérer. Le problème est analogue pour l'astronomie; quand on observe le ciel avec un télescope ou une lunette, il est nécessaire de pouvoir se rapporter à une *carte du ciel,* ou à des tables qui fixent avec précision les coordonnées (horizontales, écliptiques, équatoriales, etc.) de l'astre observé; et comme il existe près d'un milliard d'étoiles visibles ou susceptibles d'être photographiées, on imagine que l'établissement d'une telle carte est un travail de titan. Pratiquement, on mesure avec une grande précision, à l'aide de *lunettes méridiennes,* la position d'un astre dans le ciel (on peut à l'aide de ces instruments mesurer les coordonnées équatoriales, c'est-à-dire la déclinaison et l'ascension droite); ces mesures une fois faites, à propos d'étoiles dites fondamentales, on possède des repères précis et la détermination des coordonnées d'un astre quelconque se réduit alors à mesurer la position de cet astre par rapport à quelques étoiles fondamentales voisines, opération beaucoup plus simple que la mesure absolue des coordonnées des étoiles fondamentales. Selon le but visé, on utilisera donc des installations instrumentales différentes, comme l'indique le tableau ci-dessous :

Que veut-on observer?	Quel instrument utiliser?
Position précise de certaines étoiles fondamentales.	Lunettes méridiennes (voir paragraphe suivant).
Position d'un astre observé en campagne, c'est-à-dire en un lieu dépourvu d'observatoire.	Le théodolite ou l'astrolabe à prisme (ces appareils se règlent sur l'horizon).
Position d'un astre à partir d'un observatoire et, éventuellement, photographie de cet astre.	Lunettes équatoriales animées d'un mouvement de rotation qui permet de suivre l'astre au cours du mouvement diurne.
La lumière provenant d'une étoile très lointaine dans un but astrophysique plus que positionnel.	Un télescope de grande ouverture.

Observations méridiennes.

● *Principes.* On a tracé sur la figure suivante les deux cercles horaires passant l'un par le point γ (origine des ascensions droites) et l'autre par l'étoile A à observer; l'ascension droite correspond à l'angle $\widehat{\gamma Oa}$ (mesuré dans le sens direct). On voit sur la figure que

$$\widehat{\gamma Oa} = E'Oa - E'O\gamma.$$



Observations méridiennes.

Supposons, pour fixer les idées, que le point γ se trouve, au moment de l'observation, à 30° du méridien du lieu d'observation, et que l'astre A se trouve à 60°; comme en une heure sidérale la sphère céleste tourne de 15°, on peut dire que le point γ mettra 2 heures (sidérales) pour passer au méridien, et que l'étoile A n'y passera que 2 heures après. Si donc on règle une pendule astronomique de telle sorte qu'elle marque 0 heure lorsque le point γ passe au méridien, elle marquera 2 heures lorsque l'étoile A passera, ce qui signifiera que l'angle $\widehat{\gamma Oa}$ vaut 15° × 2 = 30°. D'une façon générale, il suffit donc, pour mesurer l'ascension droite d'une étoile, de placer d'une façon définitive une lunette dans le plan méridien; lorsque le point γ (qui est repérable dans le

ciel par rapport à d'autres étoiles déjà connues) passe au centre de la lunette, on déclenche le mouvement d'une pendule astronomique marquant 0 heure ; il suffit de noter le nombre d'heures, de minutes et de secondes que marque cette pendule sidérale lorsque l'étoile A passe à son tour au méridien, et de multiplier ce temps par 15 pour obtenir en degrés, minutes et secondes de degré, l'ascension droite de l'étoile A. Très souvent on préfère, pour éviter la multiplication, donner l'ascension droite en heures, minutes et secondes et dans ce cas-là on écrit h, m, s, et non pas °, ′, ″.

● *Pratiquement, on dispose le tube d'une lunette* de telle sorte que son axe optique (l'axe qui passe par le centre optique de l'objectif et le point de croisement de deux fils très fins tendus dans son plan focal) reste constamment dans le méridien du lieu ; si l'on fait pivoter la lunette autour d'un axe orienté est-ouest, l'axe optique en question décrira dans le ciel un cercle passant par le nord, le zénith et le sud. Ce cercle est le méridien du lieu d'observation. Les deux grands cercles placés dans des plans perpendiculaires à l'axe est-ouest permettent de mesurer la déclinaison de l'astre, si l'on prend soin d'y marquer au préalable 90° lorsque la lunette est dirigée vers le pôle céleste (sous nos latitudes vers une direction voisine de l'étoile Polaire) et 0 degré pour la direction de l'équateur céleste. A la lunette méridienne est associée une horloge astronomique qu'on déclenche à 0 heure lorsque le point γ passe exactement au croisement des deux fils ; il n'y a plus qu'à attendre le passage au même point de l'étoile observée, à noter l'heure donnée par la pendule astronomique et à faire la multiplication par 15 indiquée précédemment. La rotation autour de l'axe est-ouest fournit, par simple lecture sur le cercle gradué, la déclinaison de l'astre.

Montage d'une lunette méridienne.

Une lunette méridienne est supportée généralement par deux piliers de béton auxquels sont scellés des coussinets aussi parfaitement adaptés que possible à « l'essieu » de la lunette. La parfaite perpendicularité de l'axe optique de la lunette et de l'axe est-ouest, la précision des graduations sur le cercle associé à la lunette, l'alignement rigoureux des extrémités de l'essieu, tout cela est mesuré avec une très grande précision, corrigé si besoin est ; la lecture de l'angle de déclinaison sur le cercle se fait par l'intermédiaire de microscopes fixes. La mise au point d'une lunette de précision est un travail qui demande souvent plusieurs années.

Les instruments de campagne.

Le sextant.

C'est un appareil qui sert à mesurer la distance angulaire de deux objets éloignés ; on l'utilise en navigation pour mesurer la hauteur d'un astre au-dessus de l'horizon de la mer. Au sextant est souvent associée une lunette de faible puissance ; les distances angulaires sont lues sur un rapporteur gradué de 0 à 60 degrés (d'où le nom de sextant). Nous verrons l'utilisation du sextant à la p. 130.

L'astrolabe à prisme.

En raison du mouvement diurne, une étoile passe deux fois par nuit à des hauteurs égales au-dessus de l'horizon, une fois en montant et une fois en descendant ; en mesurant les heures de passage à une même hauteur (60°) dans la nuit et en faisant la moyenne, on obtient l'heure de passage au méridien. L'instrument qui sert à une telle mesure est l'*astrolabe à prisme,* perfectionné par A. Danjon en *astrolabe impersonnel.*

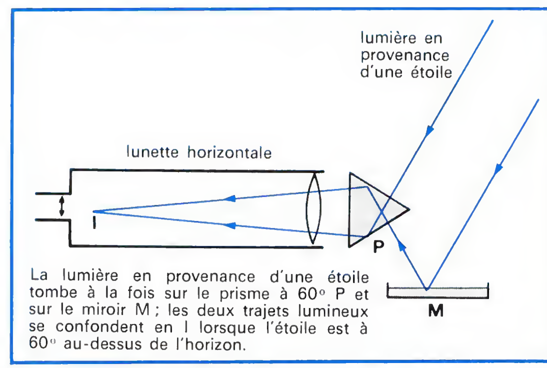
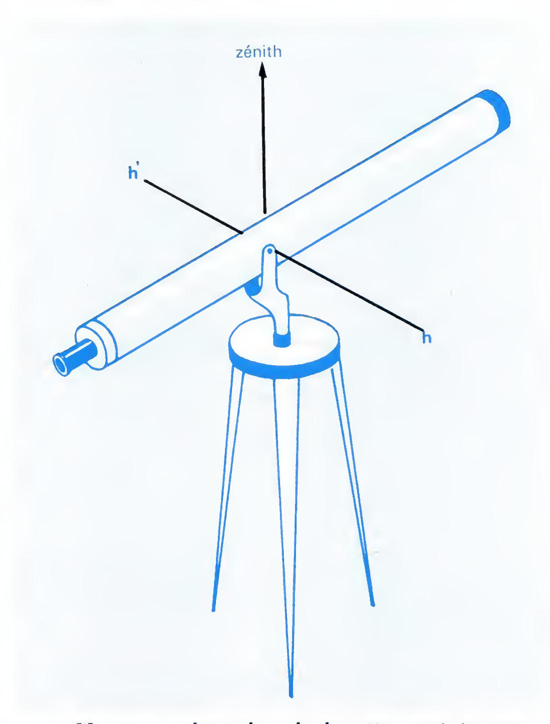


Schéma de l'astrolabe à prisme.

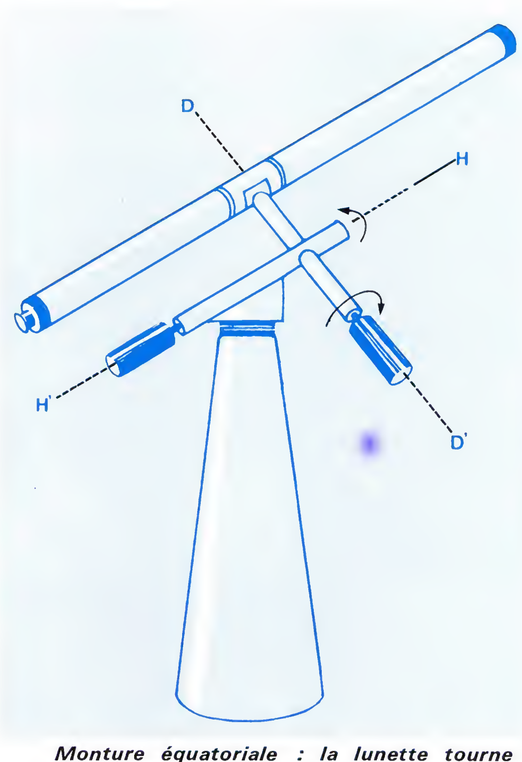
Montage des instruments en observatoire.

Principes généraux du montage.

Une lunette n'est pas seulement une lentille et un oculaire convenablement fixés aux deux extrémités d'un tube ; elle est complétée par tout un ensemble d'installations mécaniques permettant de faire pivoter la lunette ou le télescope, de l'orienter dans les différentes directions du ciel, comme on pointe un canon, donnant liberté à l'observateur, quelle que soit la position de l'appareil, de voir commodément et sans fatigue les astres qu'il observe, etc. ; tous ces éléments constituent la monture mécanique de l'appareil. Les figures ci-dessous indiquent les principales montures utilisées.



Monture azimutale : la lunette peut tourner autour d'un axe horizontal (mesure de la distance zénithale ou de la hauteur au-dessus de l'horizon) et d'un axe vertical (mesure des azimuts).



Monture équatoriale : la lunette tourne non pas autour d'une ligne verticale, mais autour de la ligne des pôles (axe horaire) et d'un axe perpendiculaire à la ligne des pôles (axe de déclinaison) ; c'est la monture utilisée dans tous les observatoires. La rotation autour de l'axe horaire mesure les ascensions droites ; la rotation autour de l'axe de déclinaison mesure les déclinaisons.

Pour permettre à des lunettes dont le tube atteint parfois 20 m de pivoter dans toutes les directions sans que soit compromise la rigidité de l'ensemble, on utilise des montures de types divers, à contrepoids (montures allemandes) ou « à berceau » (montures anglaises).

Les télescopes courts, tel le télescope de Schmidt du mont Palomar en Californie (télescope de 45 cm de diamètre, qu'il ne faut pas confondre avec le télescope géant installé dans cet observatoire), peuvent recevoir une *monture à fourche.*

Coupole des observatoires.

Il est évidemment nécessaire de protéger l'instrument contre les perturbations atmosphériques et l'astronome contre les... rhumes ! Il ne faut pas oublier que les observations astronomiques ont lieu la nuit, que les nuits sont généralement plus fraîches que les jours, et qu'il faut prévenir les dépôts de rosée ou de buée sur l'objectif. Les instruments d'observation sont donc abrités sous des coupoles en forme de demi-sphère, percées de « fenêtres » pour l'observation et orientables dans les différentes régions du ciel. Il est indispensable que la température ambiante reste constante, et en particulier que les courants d'air froid (air provenant de l'extérieur) et d'air chaud (air provenant de l'intérieur de l'observatoire) ne provoquent pas des tourbillons qui gêneraient l'observation. On adapte donc souvent au télescope des dispositifs de chauffage ou d'aération variés. Dans le cas particulier du grand télescope de l'observatoire de Saint-Michel-de-Provence, le plus grand télescope français (1,93 m de diamètre), dont l'objectif est parabolique, les variations de température qui déforment les observations ont été corrigées par un système de calorifugation. La coupole (diamètre : 20 m) est composée de deux tôles d'aluminium séparées par une couche d'air de 80 mm : elle isole ainsi l'appareil de la chaleur de la journée. L'intérieur de la coupole est légèrement dépressurisé par des ventilateurs, tandis que l'air extérieur pénètre dans le tube du télescope d'un mouvement lent et régulier.

Les principales stations d'observation du monde.

● *Les lunettes astronomiques* (les diamètres de l'objectif sont données en centimètres) :

Nom de l'observatoire	Pays	Diamètre de l'objectif en cm
Yerkes	USA (Wisconsin)	102
Lick	USA (Californie)	91
Meudon	France	83
Potsdam	Allemagne de l'Est	80
Nice	France	76
Pittsburgh	USA (Pensylvania)	76
Pulkovo	URSS	76
Greenwich	Grande-Bretagne	71
Washington	USA	69
Yale	Australie	69
Bloemfontein	Afrique du Sud	68
Johannesburg	Afrique du Sud	67
Vienne	Autriche	67

● *Les télescopes :*

Nom de l'observatoire	Pays	Diamètre du miroir en m
Mont Palomar	USA (Californie)	5,08
Zelenchuk	URSS	6
Lick	USA (Californie)	3
Crimée	URSS	2.59
Mont Hopkins	USA	4,5
Mont Wilson	USA (Californie)	2,54
Kitt Peak	USA (Arizona)	2,13
Macdonald	USA (Texas)	2,08
Tautenbourg	Allemagne de l'Est	2,03
Saint-Michel-de-	France	
Provence	Canada	1,93
Toronto	Australie	1,88
Camberra	Afrique du Sud	1,88
Prétoria	Japon	1,88
Okoyama	Canada	1,88
Victoria	USA (Ohio)	1,83
Delaware	USA	1,75
Harvard	(Massachusetts)	1,55
Flagstaff	USA (Arizona)	1,55
Bloemfontein	Afrique du Sud	1.52
Cordoba	Argentine	1,52
Mont Wilson	USA (Californie)	1,52

● *Les principaux observatoires français* (d'après l'*Annuaire du Bureau des longitudes 1967*) :

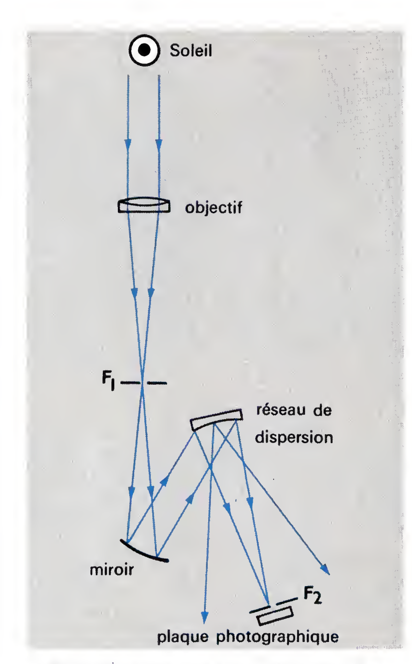
Situation de l'observatoire	Altitude (en m)	Longitude (par rapp. au méridien de Greenwich)	Latitude Nord
Bagnères-de-Bigorre	547	0°9′ Est	43°4′
Besançon	312	5°59′ 21″ Est	47°15′
Bordeaux	73	0°31′39″ W	44°50′7″
Chambon-la-Forêt	133	2°15′ 36″ Est	48° 1′26″
Garchy	191	3°4′ 25″ Est	47°17′44″
Hendaye (Abbadia)	69	1°45′ 1″ W	43°22′52″
Juvisy	92	2°22′ 15″ Est	48°41′37″
Lille	32	3°4′ 15″ Est	50°36′57″
Lyon	299	4°47′ 8″ Est	45°41′41″
Marseille	75	5°23′ 38″ Est	43°18′16″
Meudon	162	2°13′ 53″ Est	48°48′18″
Mont Aigoual	1 554	3°35′ Est	44°7′
Mont Blanc	4 353,4	6°51′ 11″ Est	45°50′22″
Mont Ventoux	1 912	5°17′ Est	44°10″
Morne-des-Cadets		61°9′ W	14°44′
Nantes	41,4	1°33′ 36″ W	47°14′48″
Nice	376	7°18′ 2″ Est	43°43′17″
Parc Saint-Maur	50,3	2°29′ 37″ Est	48°48′34″
Observatoire national de Paris	67	2°20′ 14″ Est	48°50′11″
Observatoire du Bureau des longitudes de Paris	77	2°20′ 9″ Est	48°49′18″
Perpignan	31,6	2°53′ Est	42°42′
Pic du Midi	2 861,5	0°8′ 32″ Est	42°56′12″
Puy de Dôme	400	3°6′ Est	45°46′
Sommet du puy de Dôme	1 465	2°58′ 1″ Est	45°46′28″
Saint-Michel (Hte Provence)	651	5°43′ Est	43°55′52″
Sainte-Honorine-du-Fay	118,3	0°30′ W	49°5′
Strasbourg	156	7°46′ 4″ Est	48°35′ 2″
Toulouse	195	1°27′ 45″ Est	43°36′44″
Trappes	169	2°0′ Est	48°46′

Il faut noter enfin qu'il est possible d'adapter aux différentes lunettes et aux télescopes des appareils d'analyse de la lumière (photomètre, spectrographe) dont le fonctionnement et l'utilisation seront étudiés plus loin.

Comment observer le Soleil.

Le spectro-héliographe.

L'observation optique du Soleil ressemble à celle de tous les autres astres, mais elle exige dans le cas de l'observation visuelle l'utilisation de dispositifs absorbants (le verre fumé en est l'exemple le plus simple). De plus, il est indispensable de recueillir la lumière solaire à un niveau assez élevé au-dessus du sol, pour éviter les effets de la turbulence atmosphérique : d'où la construction de *tours solaires.* Pour analyser la lumière émise par le Soleil on utilise un spectro-héliographe monté conformément à la figure suivante :



Principe du spectro-héliographe.

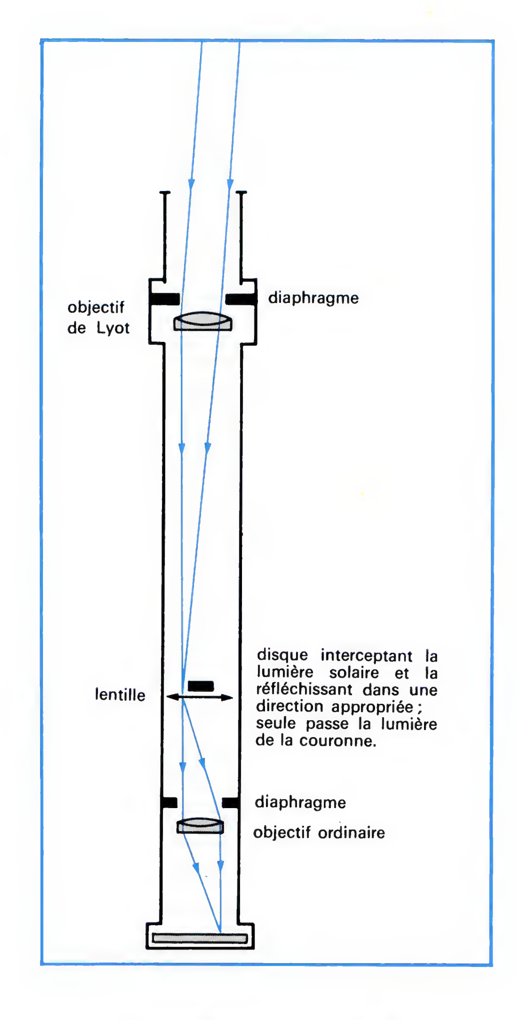
L'objectif donne du Soleil une image au niveau de la fente F_1 ; cette fente découpe dans l'image du disque solaire une « tranche » qui, convenablement orientée, est dispersée par un prisme. On obtient alors une bande lumineuse où la couleur passe d'une façon continue du violet au rouge, selon la succession des couleurs de l'arc-en-ciel ; la fente F_2, mobile, permet d'isoler la longueur d'onde (= couleur) étudiée (voir figure). L'image formée en F_1 peut défiler d'un bord à l'autre du Soleil devant la fente, ce qui permet, en définitive, de découper le Soleil en tranches qui sont ou toutes jaunes, ou toutes bleues, ou toutes roses, etc., selon la sélection effectuée au niveau de la fente F_2. Bien entendu, on déplace la plaque photographique parallèlement à la fente F_2 pour que les différentes tranches se juxtaposent sur la plaque ; finalement, on peut photographier le Soleil en une seule couleur, choisie à l'avance.

On peut remplacer l'appareil photographique par une caméra de prise de vues fonctionnant en accéléré ou en ralenti, ce qui permet de mettre en évidence des phénomènes lumineux que l'on ne remarquait pas avec l'observation visuelle ou la photographie (en particulier l'évolution prodigieuse des protubérances solaires qui seront étudiées à la p. 52.

Le coronographe de Lyot.

Nous verrons (p. 51) qu'autour du Soleil est disposée une enveloppe gazeuse très fine, normalement invisible en raison de l'éclat important du Soleil, mais que l'on peut apercevoir lors d'une éclipse de Soleil, lorsque le disque solaire est tout entier obscurci. On peut réaliser, à l'aide d'un appareil mis au point par l'astronome français Lyot et appelé *coronographe,* une éclipse artificielle qui permet l'étude de la couronne en plein jour.

Pour que l'appareil permette des observations convenables, il faut non seulement éliminer la lumière du ciel, qui risque de couvrir celle de la couronne, mais opérer avec des objectifs taillés et recuits avec des soins extrêmes.



Principe du coronographe.



Vue extérieure d'un coronographe.

OHP-CNRS. Phot. Jeanbor.

LA PHOTOMÉTRIE.

Qu'est-ce que la photométrie stellaire?

Comment mesurer la lumière?

La *photométrie* est la science qui mesure la lumière; qu'est-ce que cela veut dire? Établissons d'abord une comparaison; prenons 10 seaux d'eau dont le premier contient de la glace fondante et le dernier de l'eau commençant à bouillir, les seaux intermédiaires contenant de l'eau à des températures elles-mêmes intermédiaires : si je ne possède aucun thermomètre, je n'ai comme moyen de mesure que la sensation thermique obtenue en plongeant la main dans l'eau; je pourrai dire : le seau n° 3 est plus chaud que le seau n° 1 par exemple. Mais il me sera impossible d'écrire que le seau n° 3 est 22,8 fois plus chaud que le n° 1. Mes sensations me permettent d'apercevoir des différences en plus ou en moins, mais non pas de mesurer; pour cela il faut que je plonge un thermomètre dans les différents seaux et que je lise à quelle hauteur le mercure monte dans le tube de l'appareil : une graduation me permettra alors de donner un nombre d'autant plus précis que mon thermomètre sera sensible.

De même, si je compare mes sensations visuelles lorsque je fixe une bougie placée à 10 m et une lampe électrique de 100 watts placée à la même distance, j'aperçois évidemment une différence : je dirai que la lampe est plus lumineuse, plus éclatante que la bougie. Pour mesurer cet éclat, il faut disposer d'un appareil analogue au thermomètre sur lequel je pourrai lire que la lampe a un éclat qui vaut, par exemple, 52,7 fois l'éclat unité (une fois l'étalon bien défini); un moyen simple consiste à recueillir toute l'énergie lumineuse émise par la source éclairante sur une petite plaque qui absorbe toute la lumière (un tel objet s'appelle un *corps parfaitement absorbant* ou *corps noir*) et qui transforme cette lumière en chaleur; plus une source lumineuse sera intense, plus la température du corps noir augmentera et l'on mesurera l'éclat d'un point lumineux par cette température du corps noir. Bien entendu, une telle mesure est délicate : il faut concentrer toute la lumière sur le corps noir, pouvoir mesurer avec précision les différences de température, etc. Tous ces problèmes relèvent de la *photométrie*.

Grandeur d'une étoile.

Ptolémée (qui nous a transmis le catalogue dressé par Hipparque vers 150 av. J.-C.) ignorait, évidemment, la photométrie; il classa les étoiles selon qu'elles étaient plus ou moins lumineuses; les plus brillantes furent appelées *étoiles de première grandeur*, les moins brillantes, *étoiles de sixième grandeur*. Comme le catalogue de Ptolémée comprenait 1 020 étoiles, cette classification fut assez aisée. L'astronomie moderne a remplacé l'œil par des récepteurs photométriques, a défini des grandeurs étalons de luminosité, de brillance, etc., et a substitué au terme « grandeur » celui de *magnitude*. Pour déterminer la magnitude d'une étoile, on absorbe l'énergie lumineuse qu'elle envoie, et l'on mesure ainsi, par des procédés précis, l'énergie reçue par unité de surface. D'autre part, on s'est aperçu que, parmi les étoiles de magnitude 1 (c'est-à-dire parmi les plus brillantes), il y avait des différences sensibles d'éclat : ainsi Sirius et Véga de la Lyre, toutes deux de première grandeur dans la classification de Ptolémée, sont en fait inégalement lumineuses; on a donc introduit des magnitudes inférieures à 1 et même des magnitudes négatives : Sirius a une magnitude égale à − 1,6. Enfin des mesures photométriques permettent des comparaisons précises; d'un degré de magnitude au suivant, la quantité de lumière correspondante varie dans un rapport voisin de 2,5; ainsi une étoile de magnitude 1 envoie 2,5 fois plus de lumière qu'une étoile de magnitude 2, 2,5 × 2,5 = 6,25 fois plus de lumière qu'une étoile de magnitude 3, et ainsi de suite (il s'agit d'une *progression géométrique* de raison égale à 2,5).

Pour fixer les idées, ajoutons que les étoiles visibles à l'œil nu ne dépassent pas la sixième magnitude (il y en a *en tout* 7 646), et qu'on peut atteindre, avec les télescopes géants, les étoiles de 23ᵉ magnitude (au total environ 1 milliard d'étoiles)... sans parler de celles que nous ignorons en raison de la faiblesse de nos moyens d'observation.

Magnitude relative et magnitude absolue.

Au lieu d'utiliser un étalonnage fondé sur les sensations visuelles, on peut étalonner les magnitudes selon la réaction d'une plaque photographique. On s'aperçoit alors que le classement des étoiles par ordre d'éclat décroissant n'est pas le même que le classement fondé sur la sélection photographique, d'où l'introduction de la *magnitude photographique*. Cette différence provient de ce que les plaques photographiques sont plus ou moins sensibles à certaines couleurs : les étoiles bleues sont avantagées par rapport aux étoiles de couleur rouge par exemple; la différence (magnitude photographique — magnitude visuelle) caractérise la couleur de l'étoile et s'appelle l'*indice de couleur* (IC).

Une dernière notion enfin est utilisée par les astronomes : celle de *magnitude absolue*. L'idée vient, tout naturellement, de mesurer la distance d'une étoile par sa magnitude : si l'on place une série de bougies à 1 m, 2 m, 3 m, etc., d'un observateur, les bougies les plus proches sont les plus brillantes et les bougies les plus éloignées sont les moins éclatantes; mais si aux bougies on ajoute des lampes électriques de puissance variée, il peut se faire qu'une bougie proche de l'observateur soit *en apparence* aussi brillante qu'une lampe de 100 watts très éloignée, autrement dit, que leur magnitude visuelle soit égale. Pour comparer convenablement les étoiles entre elles, on détermine l'*éclat absolu* d'une étoile, c'est-à-dire l'éclat qu'elle aurait si elle se trouvait à 10 parsecs de la Terre (10 parsecs = 32,6 années de lumière = 308 000 000 000 000 km); à cet éclat absolu correspond une magnitude absolue qui nous renseigne, selon une formule simple, sur la distance de l'étoile à la Terre.

Toutes ces notions fondamentales se résument dans le tableau suivant :

Notions	Définitions
Éclairement	Énergie lumineuse reçue par une unité de surface en une unité de temps.
Éclat d'une étoile.	Propriété « lumineuse » d'une étoile correspondant à son éclairement.
Magnitude visuelle (ou magnitude relative) : m_v	Caractéristiques de l'éclat d'une étoile par référence à l'étoile Aldébaran pour laquelle, par définition, $m = 1$.
Magnitude photographique : m_p.	Caractéristique de l'éclat d'une étoile déterminée par la réaction d'une plaque photographique.
Magnitude absolue : M.	Magnitude que posséderait l'étoile considérée si elle se trouvait à 10 parsecs de la Terre.

La relation entre l'éclat et la magnitude d'une étoile est donnée par la *formule de Pogson* (voir ci-dessous).

La formule de Pogson.

Établissement de la formule.

Soit 6 étoiles de magnitude 1, 2, 3, 4, 5, 6; si l'on mesure les éclats correspondants, on constate que, en supposant que l'éclat de la première est 100, les éclats suivants s'obtiennent en multipliant le précédent par un nombre voisin de 0,4 :

Magnitude	Éclat
1	100
2	100 × 0,4 = 40
3	40 × 0,4 = 16
4	16 × 0,4 = 6,4
5	6,4 × 0,4 = 2,5 (6)
6	2,5 × 0,4 = 1

Autrement dit, la différence d'éclat varie en *progression géométrique* alors que la magnitude varie en *progression arithmétique*; on traduit ce fait par la formule de Pogson (1850) :

$$\log \frac{E}{E'} = 0{,}4\,(m' - m)$$

(E et E' : éclat de 2 étoiles comparées)
(m et m' : magnitude correspondante des deux étoiles).

Par exemple, si l'on compare Sirius ($m = -1{,}6$) à une étoile de sixième magnitude ($m' = 6$), c'est-à-dire à une étoile à peine visible à l'œil nu, on a :

$$\log \frac{E}{E'} = 0{,}4\,(6 + 1{,}6) = 3{,}04$$

Dans une table de logarithmes, on peut lire :

$$\log 1\,097 = 3{,}04021$$

donc $$\frac{E}{E'} = 1\,097$$

ce qui signifie que l'éclat de Sirius vaut environ 1 097 fois celui de l'étoile considérée.

La formule de Pogson s'écrit encore :

$$m - m' = -2{,}5 \log \frac{E}{E'}$$

ce qui exprime que les éclats varient selon une progression géométrique de raison 2,512.

Distance de la Terre aux étoiles.

A partir de la formule précédente, on peut déterminer la distance de la Terre aux étoiles en établissant une relation entre la magnitude absolue et la parallaxe annuelle.

La formule de Pogson peut encore s'écrire :

$$m = -2{,}5 \log E + C^{te}$$

(la constante dépend des unités choisies)

Si l'on appelle d la distance de l'étoile à la Terre et L sa luminosité, on a :

$$E = \frac{L}{4\pi d^2}$$

d'où $$m = -2{,}5 \log L + 5 \log d + C^{te}$$

La magnitude absolue M correspond à $d = 10$ parsecs donc : $$M = -2{,}5 \log L + 5 \log 10 + C^{te}$$

On élimine L entre les deux équations et l'on trouve :

$$M = m + 5 - 5 \log d = m + 5 + 5 \log \frac{1}{d}$$

or $$\frac{1}{d^{\text{parsecs}}} = \pi'' \text{ (parallaxe annuelle d'une étoile)}$$

donc : $$M = m + 5 + 5 \log \pi$$

Indice de couleur.

Nous avons vu que l'éclat d'une étoile dépend aussi de sa couleur, c'est-à-dire de la fréquence de ses radiations quand on utilise des magnitudes photographiques; les plaques sont plus sensibles au bleu et au violet, infiniment moins sensibles au vert, au jaune et au rouge. On établit une classification des étoiles d'après leur magnitude photographique m_p (on admet que pour une étoile blanche $m_p = m_v$); la différence $m_p - m_v$ est l'*indice de couleur;* lorsqu'il est négatif, l'étoile est plus éclatante photographiquement que visuellement, elle contient plus de radiations bleues qu'une étoile blanche; lorsque l'indice est positif, l'étoile est plus riche en jaune et en rouge, elle est moins éclatante photographiquement que visuellement.

Appareils.

La photométrie visuelle.

L'astronome Herschel, qui entreprit d'établir un catalogue d'étoiles entre 1791 et 1798, comparait les étoiles deux à deux; s'il ne percevait aucune différence d'éclat, il leur attribuait la même magnitude; sinon, il cherchait combien d'étoiles d'éclat différent on pouvait placer entre deux étoiles observées. En procédant systématiquement, et en fixant par convention le zéro de l'échelle, Herschel à la fin du XVIIIᵉ siècle, puis Argelander, vers 1840, dressèrent des catalogues d'étoiles dont nous reparlerons plus loin (v. p. 74).

Les méthodes photométriques sont plus objectives. pour comparer l'éclat de deux étoiles, on affaiblit la plus éclatante par un procédé quelconque jusqu'à ce que les deux éclats apparaissent égaux à l'œil d'un observateur; on mesure alors la réduction imposée à l'appareil : elle correspond au rapport $\frac{E}{E'}$ des éclats de deux étoiles, et il n'y a plus qu'à appliquer la formule de Pogson pour en déduire la différence de magnitude.

Les photomètres utilisés comprennent donc deux dispositifs :

- *un dispositif optique permettant de rapprocher* les deux sources lumineuses l'une de l'autre pour pouvoir les comparer du point de vue de leur éclat;
- *un dispositif d'affaiblissement de la lumière* préalablement étalonné : ce peut être un simple mécanisme (diaphragme), une substance absorbante qu'on interpose à épaisseur variable, ou un procédé optique (polariseur).

Photométrie photographique.

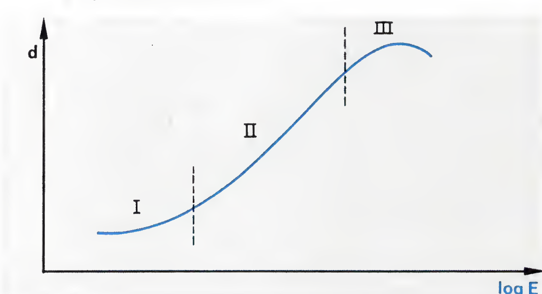
On photographie les étoiles à mesurer et des étoiles de magnitude connue : la comparaison se fait visuellement. Il faut cependant tenir compte du fait que les plaques

photographiques ne sont pas toutes semblables : les marques, l'âge des plaques, etc., sont autant de facteurs qui rendent impossible la comparaison de résultats obtenus avec deux plaques différentes. Il faut alors *calibrer* la plaque utilisée de la façon suivante :

● *On expose les régions voisines de la plaque* à des éclairements de valeur 1, 2, 4, 8, 16, etc.

● On mesure la *densité optique d* de la plaque pour ces éclairements ($d = \log \frac{I}{I_0}$, I_0 étant l'intensité lumineuse qui frappe la plaque, et I la fraction de I_0 que la plaque laisse passer) ;

● *On trace la courbe :*

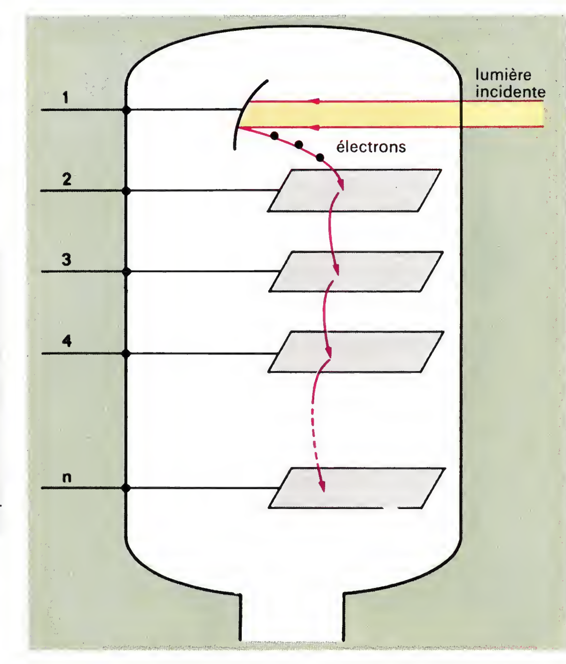


Courbe de calibrage.
I - Sous-exposition : la densité ne varie pas beaucoup avec l'éclairement.
II - Exposition normale.
III - Surexposition.

Ce calibrage terminé, on observe les *disques d'Airy* (les taches lumineuses représentant les étoiles sur la plaque photographique) qui ont une tache centrale très opaque (noire) : la comparaison de ce noircissement avec le noircissement de la courbe de calibration permet de déterminer l'éclat E de l'étoile correspondante.

Méthodes photo-électriques.

Les méthodes visuelles et photographiques peuvent être avantageusement remplacées par les cellules photo-électriques qui sont des dispositifs transformant de la lumière en courant électrique : la détermination d'un éclairement se réduit donc à la lecture d'une indication de l'aiguille d'un petit galvanomètre (appareil à mesurer le courant électrique) couplé avec la cellule. Tous ceux qui font de la photographie connaissent ces « cellules » à partir desquelles on détermine l'ouverture et le temps de pose ; les astronomes utilisent des appareils fondés sur le même principe, rendus en particulier plus précis par refroidissement à environ − 190° K (ce refroidissement est nécessaire pour éliminer les courants électriques perturbateurs dus à l'agitation des électrons, agitation qui s'apaise à cette très basse température) ; en outre, le courant électrique engendré par l'arrivée de la lumière sur la cellule est amplifié non par un amplificateur à lampes de radio, mais par les lampes spéciales appelées *photomultiplicateurs d'électrons.*



Photomultiplicateur d'électrons.
La lumière frappe la plaque 1 et en expulse des électrons qui frappent la plaque de l'étage 2 d'où sont expulsés d'autres électrons, qui frappent l'étage 3 et ainsi de suite ; l'émission d'électrons « en cascade » multiplie l'effet de la lumière sur la première plaque. (On fabrique des photomultiplicateurs à près de 20 étages.)

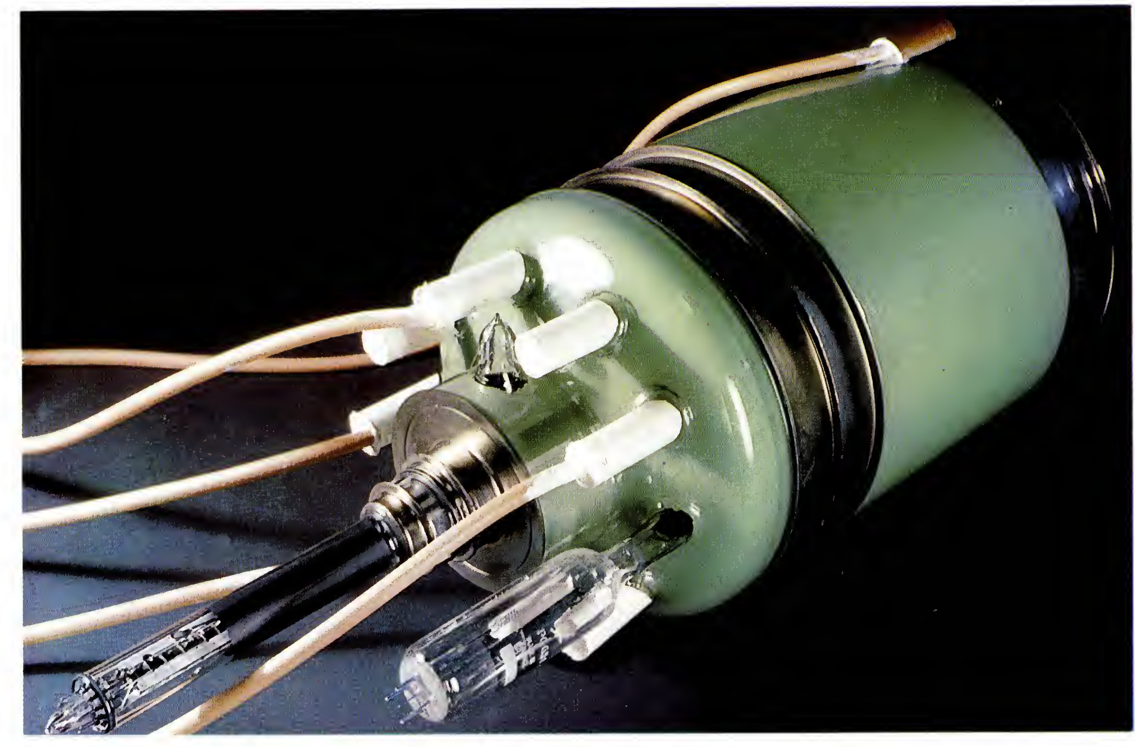
La photométrie stellaire permet :

1 — de classer les étoiles selon leur magnitude relative *m* ;

2 — de déterminer la distance des étoiles lointaines par la mesure de leur magnitude absolue M selon la formule déjà donnée :

$$M = m + 5 + 5 \log \pi$$
$$\left(\pi = \text{parallaxe, et } d = \frac{1}{\pi}\right)$$

3 — de déterminer l'indice de couleur (IC) des étoiles (différence entre magnitude photographique et magnitude visuelle) et de connaître rapidement la couleur d'une étoile, sans avoir besoin de procéder à son analyse spectrale (v. ci-après).



Photomultiplicateur d'électrons.

Phot. C.S.F.-René Bouillot.

ANALYSE SPECTRALE DES ÉTOILES.

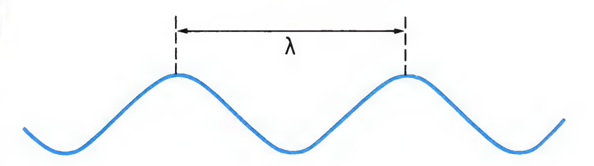
Qu'est-ce que la spectroscopie ?

La lumière.

Ce paragraphe préliminaire est destiné aux lecteurs qui ignorent les éléments fondamentaux de l'optique.

● *Composition de la lumière.*
La lumière blanche en provenance du Soleil est décomposable en plusieurs lumières colorées (l'arc-en-ciel), comme on le voit sur la planche de la p. 000.
Inversement, si l'on peint les sept couleurs de l'arc-en-ciel sur un disque que l'on fait tourner rapidement, l'impression générale est celle d'un disque blanc.
Conclusion : la lumière blanche est composée de plusieurs lumières colorées : rouge, orangé, jaune, vert, bleu, indigo, violet ; une couleur isolée (le rouge, le vert, ...) est appelée une *radiation monochromatique* (c'est-à-dire à une seule couleur).

● *Nature ondulatoire de la lumière.*
De nombreuses expériences (interférences, diffraction, polarisation) montrent que la lumière se propage dans les milieux transparents ou translucides comme une *onde.* On sait montrer depuis Maxwell qu'une lumière monochromatique est formée de rayonnement électromagnétique à une seule fréquence.



Longueur d'onde.
Une onde est caractérisée par sa longueur d'onde λ (distance entre deux crêtes successives), ou par sa fréquence f (nombre de vibrations par seconde). λ est relié à f par la relation $\lambda = \frac{c}{f}$ (c étant la vitesse de propagation ou encore la célérité de l'onde).

Dans le cas de radiations visibles, ces longueurs d'onde sont très petites (de l'ordre du dixième de micron) ; la vitesse de propagation est très grande (c = 300 000 km/s dans le vide). Voici les caractéristiques des diverses radiations :

Radiations	Longueurs d'onde moyennes en µm	Fréquences correspondantes (ordres de grandeur)
Violet	0,41	$7{,}3 \times 10^{14}$
Bleu	0,47	$6{,}3 \times 10^{14}$
Vert	0,52	$5{,}7 \times 10^{14}$
Jaune	0,58	$5{,}2 \times 10^{14}$
Orangé	0,60	5×10^{14}
Rouge	0,65	$4{,}6 \times 10^{14}$

Les longueurs d'onde se mesurent à l'aide d'un appareil appelé interféromètre ; on a découvert que, de part et d'autre du spectre visible, il existait des phénomènes ondulatoires de même nature que la lumière, mais de longueur d'onde plus petite ou plus grande que les longueurs d'onde extrêmes de ce tableau. En particulier, retenons qu'il existe des radiations *infrarouges* (λ compris entre 0,8 µm et 1 mm) et des radiations *ultraviolettes* (λ compris entre 0,001 et 0,4 µm).
Les ondes de radio, les rayons X et les rayons γ de la radioactivité sont de la même famille physique que la lumière, les rayons infrarouges et ultraviolets.

● *Énergie transportée par une radiation.*
C'est l'énergie transportée par les rayons solaires qui brûle votre épiderme quand vous prenez un bain de soleil, c'est l'énergie transportée par une onde lumineuse

qui se transforme en énergie chimique et décompose une plaque photographique en l'impressionnant, et l'énergie transportée par les radiations radioactives est une forme bien connue de l'énergie nucléaire. Une radiation de fréquence f transporte cette énergie par petits fragments appelés *quanta* d'énergie; dans le cas de la lumière, ces quanta sont appelés *photons*. Un photon de lumière de fréquence f vaut $q = hf$ unités d'énergie, h étant une constante universelle (la *constante de Planck*); la valeur de h dépend du système d'unité choisi.

Les raies spectrales.

Si l'on chauffe un corps simple, ce corps devient lumineux; il émet préférentiellement sur certaines longueurs d'onde (dorénavant, nous caractériserons une couleur par sa longueur d'onde) : tout le monde a pu constater que les tubes à néon sont rouges, qu'une lampe à vapeur de sodium fournit une lumière jaune très éclatante, etc. Quand on fait tomber la lumière ainsi obtenue sur un prisme, on obtient sur l'écran des raies brillantes qui occupent une position bien précise les unes par rapport aux autres, pour un corps donné. On peut, à l'aide d'un interféromètre, mesurer la longueur d'onde des radiations émises; si l'on fait brûler une pincée de sodium dans la flamme d'une bougie, on obtient, à l'aide du prisme, un *spectre* composé d'un fond coloré très pâle sur lequel se détachent deux raies jaunes très intenses de longueur d'onde :

$$\lambda_1 = 0{,}5890\ \mu\text{m et } \lambda_2 = 0{,}5896\ \mu\text{m}$$

Ce sont les *raies spectrales du sodium;* les physiciens ont établi avec une très grande précision la longueur d'onde des raies émises par tous les corps simples connus, le nombre de ces raies, etc. On connaît, en particulier, les relations qui existent entre ces raies et l'état physique (température, état électrique et magnétique, etc.) des corps qui les émettent. De sorte que, en présence d'un corps inconnu et inaccessible, on peut recueillir la lumière qu'il émet, la faire tomber sur un prisme préalablement étalonné, repérer ces raies (nombre, longueur d'onde, etc.) et, d'après ces renseignements, déterminer la nature chimique et l'état physique du corps correspondant; par exemple : si la lumière d'une étoile fournit un spectre contenant les raies du sodium, nous pourrons donc affirmer que l'étoile contient du sodium (à l'état gazeux) tout aussi certainement que si nous pouvions prélever une parcelle de cette étoile et l'analyser en laboratoire.

Classification des spectres et analyse spectrale.

Les corps peuvent présenter des spectres, dits *spectres d'émission,* de divers types.

- *Spectres à raies colorées bien nettes* sur un fond diffus : ce sont les *spectres discontinus.*
- *Spectres sans raies brillantes à fond diffus* : ce sont les *spectres continus.*
- *Spectres cannelés ou irisés* (superposition de raies différentes).
- *D'autre part, les atomes et les molécules* peuvent absorber les mêmes radiations qu'ils sont capables d'émettre; par exemple : le lithium donne des raies rouges *(spectre d'émission),* mais, si l'on interpose des vapeurs de lithium entre le lithium incandescent et l'écran, elles *éteignent* les raies émises et à la place des raies rouges on a des raies noires *(spectre d'absorption).*

L'analyse spectrale est tout aussi possible dans le cas d'un spectre d'absorption que dans le cas d'un spectre d'émission, puisque la *position* des raies noires est tout aussi explicite que la présence des raies colorées. La lumière qui provient des étoiles traverse les atmosphères stellaire et terrestre avant d'atteindre nos *spectrographes* (appareil permettant l'analyse spectrale) et comme ces atmosphères comprennent des atomes de nature variée, il en résulte que les spectres des étoiles seront souvent des *spectres d'absorption* (du moins pour certains éléments en abondance dans les atmosphères).

En résumé, on reçoit l'image d'une étoile au foyer d'un télescope, on diaphragme le rayonnement provenant de l'étoile à l'aide d'une fente, et l'on fait tomber cette lumière sur un prisme de verre ou un réseau qui *disperse* la lumière sur un écran ou — mieux — sur une plaque photographique graduée en longueur d'onde; il n'y a plus qu'à lire le spectre de l'étoile, qui est soit un spectre d'émission, soit un spectre d'absorption, pour connaître la composition chimique de l'étoile, sa température, son état électrique, etc. L'appareil s'appelle un *spectrographe,* et l'opération la *spectroscopie* ou *spectrographie* stellaire.

Données théoriques sur la spectroscopie stellaire.

Les spectres obéissent aux trois lois de Kirchoff.

— Le rapport $\frac{e}{a}$ (e = coefficient d'émission, a = coefficient d'absorption) d'un corps à la température T ne dépend que de T et de la fréquence f émise ou absorbée.

— Un gaz raréfié émet un spectre de raies spécifiques de l'élément émetteur; les composés (molécules) présents dans un gaz émettent des raies groupées en *bandes larges.*

— Les corps absorbent les mêmes raies qu'ils sont capables d'émettre.

Le physicien Bohr a montré, en outre, que la fréquence spectrale d'un atome est liée à un changement d'état énergétique :

$$f = \frac{W_2 - W_1}{h} \quad (h = \text{constante de Planck})$$

Spectre de l'hydrogène.

Longueur d'onde de la première raie dans l'état n :

$$\lambda = \frac{n^2}{n^2 - 4}\,G \text{ avec } G = 0{,}3647\ \mu\text{m (Balmer)}$$

ou :

$$\frac{1}{\lambda} = R\left(\frac{1}{4} - \frac{1}{n^2}\right)$$

(R : constante de Rydberg = $1{,}097\,373\,177 \times 10^7 \text{m}^{-1}$)

Théorie de Bohr :

$$hcR = 13{,}595\ eV$$

Terme spectral de rang n :

$$T_n = \frac{R}{n^2} = \frac{W_n}{hc} \quad (W_n : \text{énergie de l'atome})$$

D'une façon générale, les lois de distribution des raies spectrales sont complexes; c'est la mécanique quantique et ses applications à la structure de l'atome qui en ont donné l'explication.

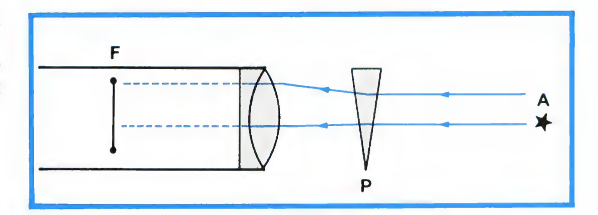
Les appareils.

Les problèmes généraux.

Ils sont toujours liés au manque de lumière; si la méthode la plus simple consiste à placer un prisme devant l'objectif du télescope, ce n'est pas la meilleure car le déplacement des raies spectrales ne peut être aperçu qu'en isolant le faisceau lumineux en provenance de l'étoile à l'aide d'une fente, ce qui n'est possible que jusqu'à la 7[e] magnitude; les montages sans fentes, destinés à analyser des étoiles faibles, exigent des combinaisons optiques diverses.

D'autre part, quand la lumière est dispersée par un prisme, cette dispersion est importante pour le violet et le bleu, mais nettement insuffisante pour le rouge; l'utilisation de *réseaux* (microsillons tracés sur une surface optique) élimine cet inconvénient; mais les réseaux les plus grands qu'on puisse construire ne dépassent pas le décimètre carré : ils ne sont utilisables qu'avec de petits instruments.

Enfin la sensibilité d'un spectrographe, c'est-à-dire la plus petite variation de longueur d'onde qu'il puisse enregistrer (c'est ce qu'on appelle le *pouvoir de résolution* de l'instrument), impose qu'il soit installé en un lieu où la lumière céleste n'est pas augmentée par des lumières perturbatrices (lampadaires, enseignes, etc.), où l'atmosphère est calme, etc., conditions qui sont d'ailleurs celles de toute observation astronomique.



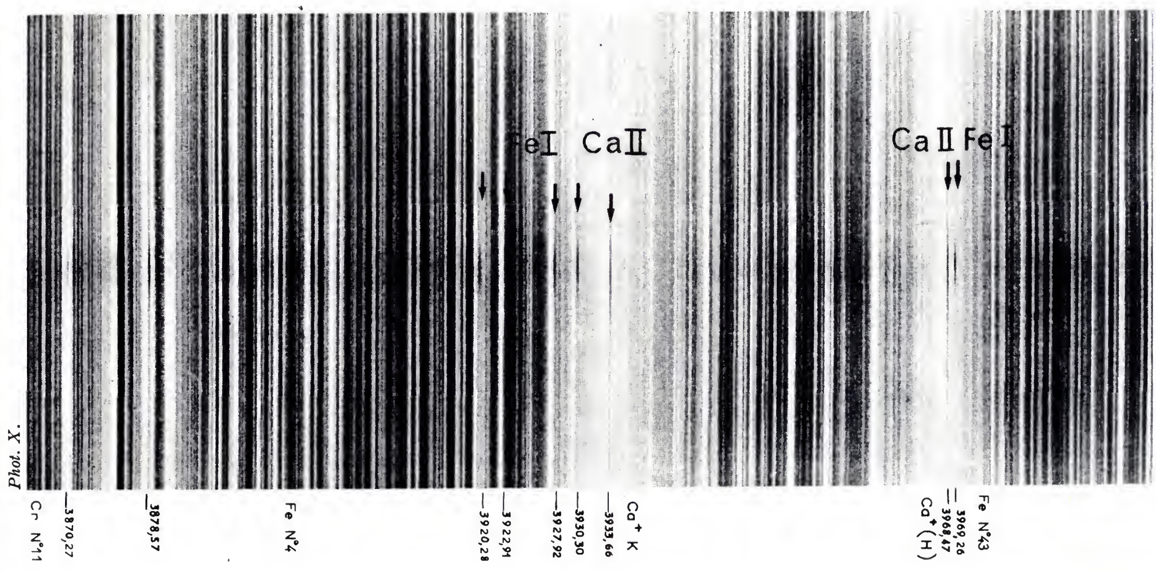
Montage d'un spectrographe sans fente : la lumière en provenance de l'étoile A traverse le prisme P qui la disperse avant son entrée dans la lunette; le spectre (c'est-à-dire l'analyse de la radiation émise par l'étoile) peut être vu au foyer F de la lunette.

Domaines de l'analyse spectrale.

Au fond, l'analyse spectrale est une manière d'interpréter les messages lumineux que nous envoient les astres et que captent les télescopes. Pendant longtemps — jusqu'en 1931 — il ne s'agissait que de messages visibles, c'est-à-dire d'ondes électromagnétiques dont les longueurs d'onde sont comprises entre 0,41 et 0,75 micromètre. Les radiations infrarouges et ultraviolettes, absorbées par l'atmosphère, ne pouvaient être captées; les ondes radio en provenance des astres n'ont été découvertes qu'en 1930, mais l'analyse spectrographique des ondes émises par les radiosources ne se fait que depuis 1950 (voir p. 000); enfin, depuis 1973, on sait détecter les rayons gamma émis par des sources galactiques ou extragalactiques.

Grâce au développement de la radioastronomie dont nous parlons ci-après et aux progrès des techniques spatiales, qui permettent d'observer les astres au-delà de l'atmosphère terrestre, la fenêtre lumineuse que nous avions sur l'univers s'est agrandie, et l'on parle maintenant :

- de *radioastronomie* pour les radiations de longueur d'onde supérieure à 1 mm (ondes millimétriques, centimétriques, etc.);
- d'*astronomie infrarouge* pour les radiations comprises entre 0,7 μm et 1 mm;
- d'*astronomie optique* pour la lumière visible (λ compris entre 0,41 et 0,75 μm);



Phot. X.

Un exemple de spectre.
La lumière en provenance d'un astre tombe sur un prisme qui la disperse; ***le résultat photographique est une multitude de raies, sombres ou colorées, qui trahissent la présence, sur l'astre observé, d'éléments chimiques particuliers. Sur cet exemple, on a noté quelques raies d'absorption intéressantes; les longueurs d'onde sont données en angströms (1 angström = 10^{-10} m = 0,001 μm).***

● d'*astronomie ultraviolette* pour les radiations de longueur d'onde comprise entre 0,12 μm et 1 nm (nm : symbole pour *nanomètre ;* 1 nm = 10^{-9}m = 10^{-3}μm) ;

● d'*astronomie en rayons X* pour les radiations de longueur d'onde comprise entre 10 nm et 0,1 nm (on constate que les rayons X dits « mous » ont une longueur d'onde qui a le même ordre de grandeur que les ultraviolets : la différence entre les deux radiations est liée à leur mode de production) ;

● d'*astronomie en rayons gamma,* pour des radiations de longueur d'onde inférieure à 0,25 nm (les rayons gamma les plus pénétrants correspondent à λ = 0,01 nm).

Si l'on excepte la radioastronomie, qui peut être faite à partir d'observations terrestres, tout comme l'astronomie optique, les autres modes d'observations exigent des observatoires spatiaux. Ceux-ci se développent depuis une quinzaine d'années et ont considérablement modifié notre vision de l'univers. Le satellite *IRAS,* par exemple, qui observe dans l'infrarouge, a fourni de précieuses indications sur le mécanisme de formation des étoiles ; il a aussi permis de découvrir la première trace d'un système planétaire extérieur au système solaire (en mai 1983, par H. Dyck et l'équipe de l'université de Hawaï). L'astronomie en rayons gamma (satellite COS-B de 1975 à 1982 ; réseau international des satellites *Pioneer, Venus, Orbiter, ISEE, Prognoz,* par lequel sont détectés les « sursauts gamma ») est la plus récente : les observations qu'elle fournit ont amené la découverte d'astres et d'événements énergétiques nouveaux, indétectables à d'autres longueurs d'onde, visibles ou non visibles.



Phot. J.-L. Swiners-Réalités.

Le radiotélescope de Jodrell Bank, en Angleterre, a été le premier radiotélescope géant ; il a été construit par l'équipe de l'Université de Manchester, dirigée par sir Bernard Lowell, et terminé en 1957.

LA RADIOASTRONOMIE.

Historique et généralités.

Les ondes radioélectriques.

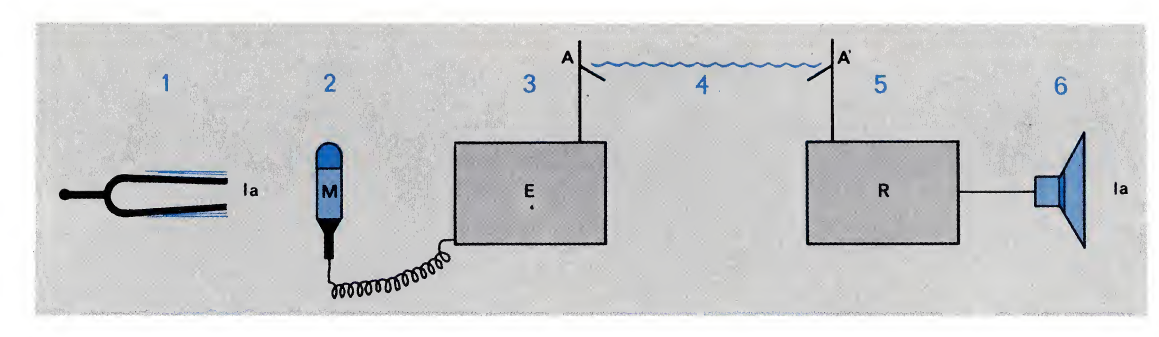
On sait depuis Hertz (1889) que les ondes radioélectriques sont de même nature que les ondes lumineuses ; en particulier qu'elles se propagent dans le vide en ligne droite à la vitesse de 300 000 km/s. Les ondes hertziennes se distinguent des ondes lumineuses par leurs longueurs d'onde (du centimètre au kilomètre !) : les ondes utilisées en radio sont classées en *ondes courtes* (λ = quelques mètres), *ondes moyennes* (λ = quelques centaines de mètres) et *grandes ondes* (λ = plus de 1 000 m) ; les techniciens des radars utilisent aussi des ondes *ultra-courtes* (λ = quelques centimètres). Ces ondes peuvent être produites par des installations complexes qu'on appelle des postes émetteurs ; en pratique, elles servent à véhiculer des informations : sons (radiophonie), images (télévision) ou ordres mécaniques (télécommandes). (Voir ci-contre.)

C'est en 1930 qu'on découvrit pour la première fois les ondes hertziennes *naturelles,* provenant d'une source lointaine : ainsi naissait la *radioastronomie* dont l'objet est la réception de ces ondes, la détermination de la source émettrice et l'interprétation des longueurs d'onde recueillies sur les radiotélescopes.

Historique.

Dès le début de la TSF, certains savants se demandèrent s'il n'existait pas des sources naturelles d'ondes hertziennes (on dit : des *radiosources*) ; des expériences furent tentées entre 1900 et 1905, mais sans résultat : l'imperfection des récepteurs en était la cause. Par la suite, aucune recherche systématique ne fut entreprise malgré les progrès techniques de la radio, et c'est un ingénieur des téléphones qui, en 1930, enregistra pour la première fois des émissions radioastronomiques en cherchant à éliminer les parasites qui troublaient la transmission d'ondes courtes des États-Unis vers l'Angleterre. Voici les premières étapes de la radioastronomie :

1930	K.G. Jansky est chargé par la Compagnie des Téléphones Bell de détecter les parasites qui gênent la liaison radio Amérique-Europe. Il reçoit, sur une antenne géante orientable et fonctionnant sur ondes courtes, outre des parasites provenant de l'électricité atmosphérique, des ondes de λ = 14,6 m provenant d'une direction dont les coordonnées équatoriales sont : α = 18 h (270°) et δ = — 10°
1933	(Jansky donnera plus tard une explication hypothétique de cette radioémission).
1936	Grote Reber reçoit les émissions du cosmos sur 187 cm à l'aide d'une grande antenne parabolique qui constitue le premier radiotélescope.
26, 27 et 28 février 1942	L'officier radariste J.S. Hey, chargé de détecter au radar les avions allemands survolant la Manche, utilise des ondes λ = 2 m ; les écrans sont brouillés tout particulièrement lorsque le radar est dirigé vers le Soleil : il en conclut à l'existence d'une radiosource solaire.
1942	Southwork (Bell Company) découvre des émissions solaires sur 3 cm et 10 cm de longueur d'onde.
1945	Publication des observations de Hey (tenues jusqu'alors secrètes pour des raisons de sécurité militaire).
1945-50	Observations des radioémissions du Soleil.
1946	Découverte des premières radiosources galactiques ; J.P. Wild (Australie) met au point le radiospectrographe en 1950 (appareil permettant d'obtenir à un instant donné le *spectre radio* d'une source, c'est-à-dire les diverses longueurs d'onde émises par cette source).
1951	Détection de l'émission de λ = 21 cm (ce qu'on appelle « la raie de 21 cm »).
1955	Découverte du rayonnement non thermique de Jupiter par Burke et Franklin dans la bande des 15 m.
1963	Découverte des *quasars,* radiosources quasi stellaires (par abréviation : RQS ou QSS, abréviation de *quasi stellar source*).



1. Émission d'un son. 2. Transformation de la vibration sonore en vibration électrique. 3. Transformation de la vibration électrique en ondes électromagnétiques de longueur d'onde λ. 4. Transport des ondes dans l'espace (propagation). 5. L'antenne A' reçoit les ondes λ si le récepteur R est réglé sur la même longueur d'onde que l'émetteur E. 6. Le haut-parleur transforme les variations du courant électrique en vibrations sonores.

Le pouvoir séparateur d'une antenne est donné par la formule :

$$\alpha'' = 210\,000 \frac{\lambda}{D} \quad \begin{cases} \alpha'' & : \text{plus petit angle séparé} \\ \lambda & : \text{longueur d'onde} \\ D & : \text{diamètre de l'antenne} \end{cases}$$

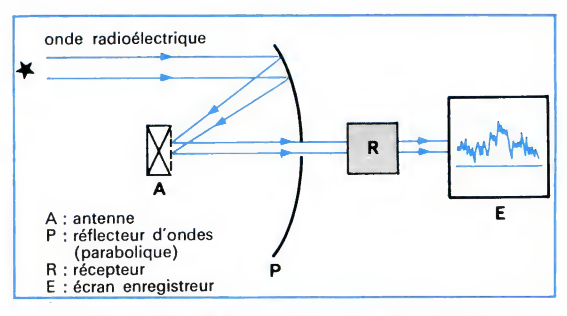
Dans le cas d'une radiosource émettant sur 10 cm, il faudra, pour séparer 10", une antenne de diamètre :

$$D = \frac{210\,000 \times \lambda}{\alpha} = \frac{210\,000 \times 10}{10} = 2{,}1 \text{ km (!)}$$

on comprend donc que les types d'antennes aient été conçus en fonction de ce problème du pouvoir séparateur et, par conséquent, des longueurs d'onde qu'on veut étudier.

● *Les antennes utilisées en radioastronomie* sont de quatre types.

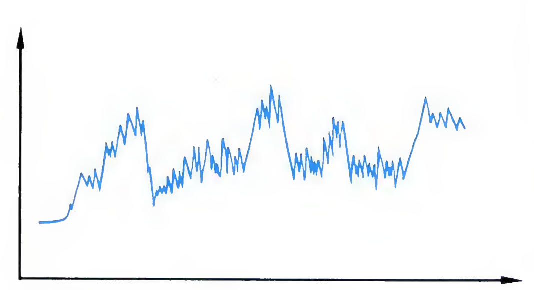
— *Antennes paraboliques.*

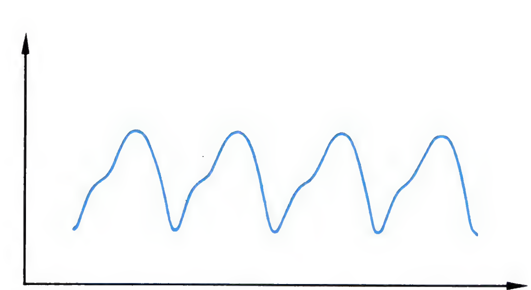


Les ondes sont concentrées par le réflecteur parabolique sur l'antenne focale qui les renvoie sur le récepteur. A ce genre d'antennes se rattachent des dispositifs comme celui du radiotélescope français de Nançay. (Voir page suivante.)

Caractères des ondes radioastronomiques.

Elles ont une longueur d'onde qui varie de 1 cm à 15 ou 20 m ; à la différence des ondes utilisées en technique radio, elles n'ont pas de caractère entretenu et régulier.





Différence entre une onde radio et une onde naturelle.

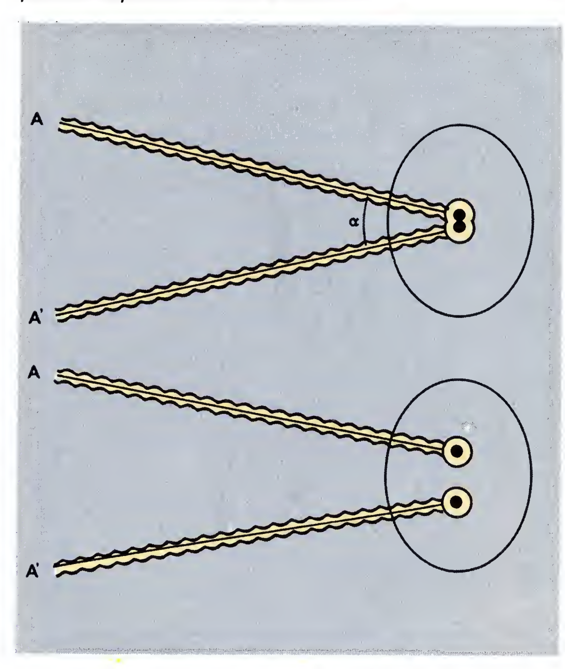
Si l'on projette sur un écran électrique (oscillographe) des ondes radio et des ondes astronomiques, on constate la différence schématisée par la figure ci-dessus. Les ondes des radiosources, convenablement amplifiées et transmises à un haut-parleur, ne donnent pas un son net et précis, mais un grésillement ou *bruit de fond.*

Pour capter les ondes émises par les astres, on les reçoit sur des antennes géantes convenablement orientées, en réglant les récepteurs sur des longueurs d'onde bien précises ; ce sont les antennes auxquelles on donne le nom de radiotélescopes et, tout comme pour les télescopes optiques, plus leur surface est grande, plus l'énergie radioélectrique reçue est grande et plus les chances de capter une émission sont importantes. C'est d'ailleurs le problème de la réalisation de grandes antennes qui limite les progrès de la radioastronomie : alors qu'une lunette astronomique dont l'objectif mesure 1 cm de diamètre sépare deux points distants de 10", en lumière jaune, la même distance angulaire, pour une longueur d'onde de l'ordre du mètre, ne pourrait être distinguée qu'avec une antenne de 20 km.

Les instruments.

Les antennes.

L'antenne est une surface métallique qui reçoit les ondes émises par une radiosource, tout comme l'antenne d'un récepteur de télévision reçoit les ondes d'un poste émetteur. L'intensité des ondes reçues est maximale lorsque l'antenne est pointée dans la direction de la source émettrice : tout le monde a pu constater combien la réception d'une émission radio peut varier selon qu'on oriente différemment un petit poste à transistors. La figure ci-dessous permet de comprendre le problème du *pouvoir séparateur* d'une antenne :



En haut : les sources A et A' sont rapprochées (distance angulaire = α) ; les ondes qu'elles émettent se confondent sur l'antenne qui ne les sépare pas.

En bas : les sources A et A' sont éloignées ; elles ne se confondent plus et l'antenne peut les isoler.

— *Croix de Mills* (du nom de son inventeur, l'Australien B.Y. Mills).

Antennes très allongées dont les deux bras sont placés en croix, dans la direction des points cardinaux. Les bras peuvent avoir plusieurs centaines de mètres ou même plusieurs kilomètres de long ; le pouvoir séparateur d'une croix de Mills est égal à celui d'une antenne rectangulaire dont les côtés seraient égaux aux bras de la croix. Les croix de Mills sont donc douées d'un fort pouvoir séparateur, mais elles manquent de sensibilité.

— *Antennes interférométriques.*

Dispositif qui consiste à pointer vers le ciel non pas une antenne, mais plusieurs ; les ondes en provenance d'une radiosource frappent ces diverses antennes et interfèrent (se chevauchent) ; en raison du mouvement diurne, c'est-à-dire du déplacement apparent de la radiosource, le résultat global de ces interférences est une succession de maximums et de minimums de vibrations *(franges d'interférences)* dont la période T secondes (c'est-à-dire le temps qui sépare deux maximums ou deux minimums) est d'autant plus faible que les an-



Radiotélescope de Nançay. Miroir sur monture équatoriale qui intègre le flux total émis par le Soleil sur 1,77 m de longueur d'onde.

tennes sont plus rapprochées. Les antennes interférométriques sont utilisées pour détecter les sources étroites : en effet, les radiosources dont les dimensions sont supérieures à la période T (en secondes d'arc) ne donnent pas de réponse à la sortie du dispositif récepteur. Selon la disposition des antennes, on distingue les interféromètres à réseaux et les interféromètres à base variable.

— *Antennes synthétiques.*

En déplaçant sur des rails deux petites antennes, de telle sorte qu'elles prennent toutes les positions relatives possibles, on réalise une *antenne synthétique* équivalente à la surface balayée (Ryle, observatoire de Cambridge).

Le tableau ci-contre décrit les principales utilisations de ces types d'antennes :

Nature de l'antenne	Caractères	Radiotélescopes	D en m	λ minimal en cm
Parabolique orientable.	Bonne sensibilité; mais exige une grande surface pour avoir un pouvoir séparateur suffisant.	Green Bank (USA) Jodrell Bank (G-B) Parkes (Australie)	90 75 65	21 21 6
Type « Nançay » à deux antennes réfléchissantes.	Construction plus simple; appareil plus précis et moins déformable que les antennes orientables.	Danville (USA) Columbus (USA) Pulkovo (URSS) Nançay (France) Arecibo (Porto Rico)	183×122 80×21 140×3 200×35 300	50 21 3 6 30
Croix de Mills.	Pouvoir séparateur important, mais faible sensibilité.	Sydney (Australie) Bologne (Italie)	2×1 600 2×1 000	75 92
Interféromètres.	Grand pouvoir séparateur.	Nançay Stanford (USA) Christiansen (Australie) Jodrell Bank Westerbrek (Pays-Bas) Bombay	32 antennes 64 antennes 64 antennes base de 120 km 12 antennes de 25 m	177 9,4 20
Antennes synthétiques.	Grand pouvoir séparateur (supérieur à 1'); temps d'observation très long.	Cambridge (USA) (appareil de Ryle)		

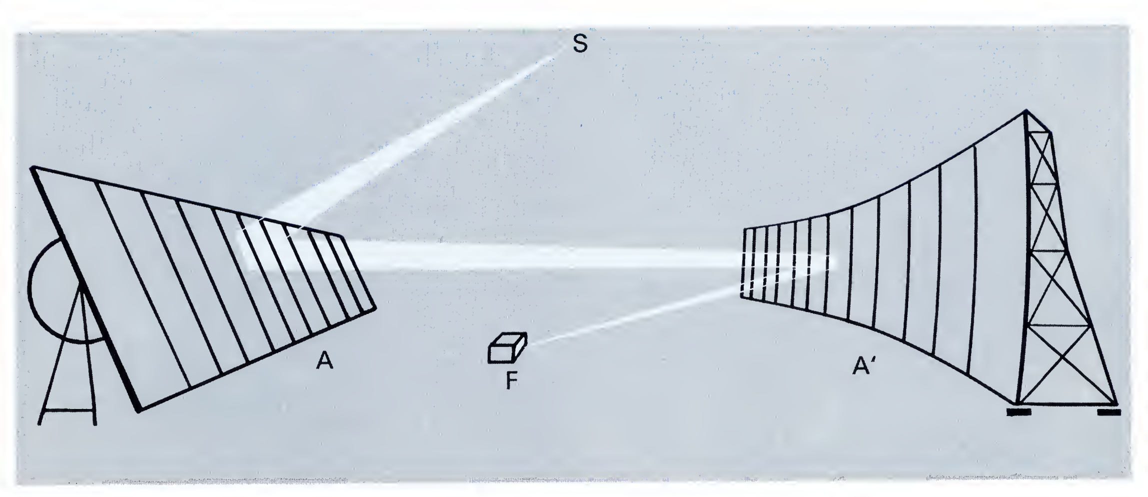
Récepteurs.

Quand on cherche à capter une émission lointaine, sur ondes courtes, avec un poste de radio ordinaire, on entend, outre l'émission elle-même, un bruit de fond qui provient uniquement des circuits récepteurs; or les émissions cosmiques sont très faibles; normalement, elles sont couvertes par ce bruit de fond et, par conséquent, très difficiles à détecter (il ne s'agit évidemment pas de les détecter « à l'oreille », mais de les enregistrer). Pratiquement, on utilise des amplificateurs dont le bruit propre est très faible (cent fois plus faible que le bruit des récepteurs ordinaires) : *amplificateurs paramétriques* et *masers.*

En outre, la sensibilité d'un appareil est liée à des facteurs extérieurs : les parasites provenant d'installations voisines de l'observatoire (postes émetteurs, avions, etc.), les conditions atmosphériques, etc.; des règlements internationaux prévoient, en particulier, que certaines *bandes* d'ondes radio sont réservées aux astronomes, c'est-à-dire que les postes émetteurs ne doivent pas émettre sur certaines longueurs d'onde, afin de ne pas perturber la réception de ces mêmes longueurs d'onde en provenance du cosmos (exemple : la bande des 21 cm qui est l'émission de l'hydrogène neutre de l'univers).

Conclusion.

L'étude radioastronomique du cosmos a permis d'enregistrer des émissions en provenance du Soleil, des planètes, des étoiles, de la Galaxie et des sources extragalactiques. Elle a aussi fait découvrir, en 1962-1963, les *quasars (sources quasi stellaires),* qui sont des radiosources qu'on avait confondues primitivement avec des étoiles et qui possèdent des propriétés très particulières, et, en 1968, les *pulsars,* qui sont des radiosources émettant périodiquement. C'est encore la radioastronomie qui a fourni aux cosmologistes des éléments positifs à partir desquels on peut bâtir des théories, plus ou moins hypothétiques, sur l'origine de l'univers.



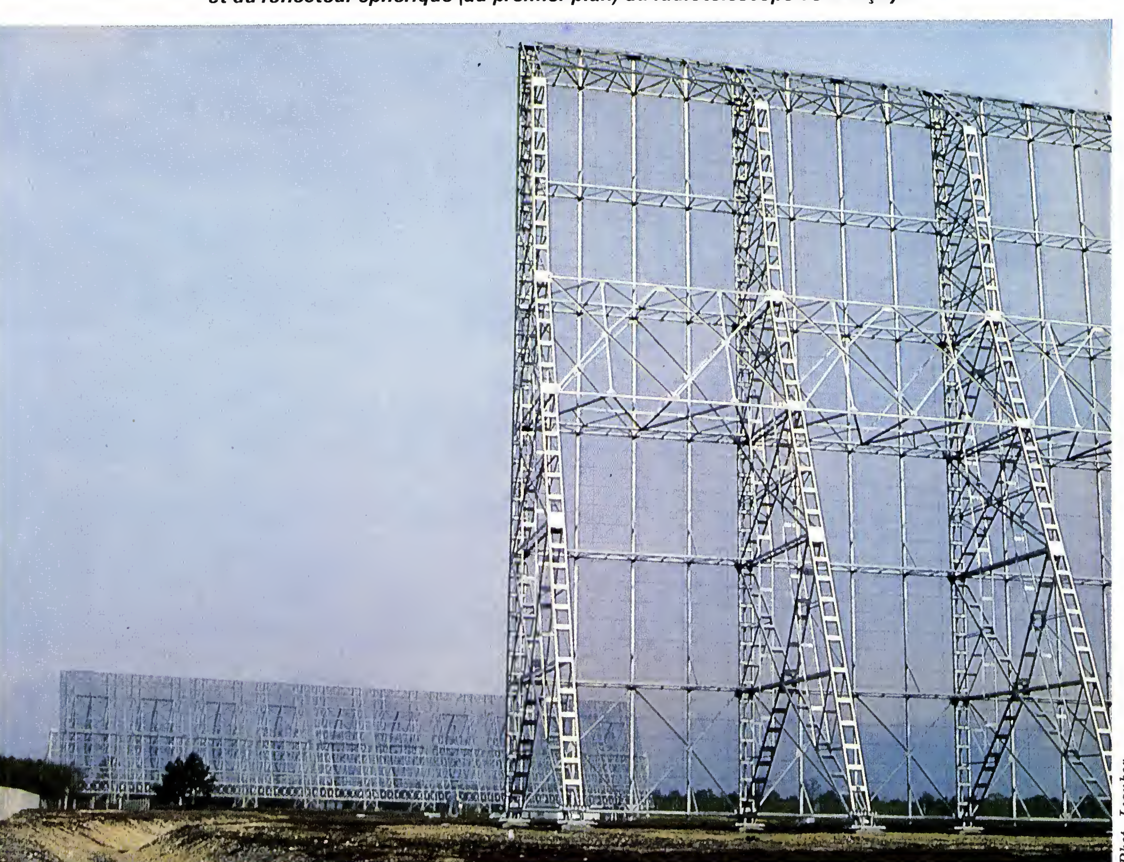
La radiosource S émet des ondes qui frappent l'antenne plane mobile autour d'un axe; après réflexion, les ondes tombent sur l'antenne sphérique A' qui les fait converger au foyer F où se situent les organes récepteurs.

Aériens de l'interféromètre de Nançay assurant la localisation et la poursuite des satellites artificiels.



Phot. C.S.F. Jacques Pierre

Ci-dessous, ***vue du réflecteur plan mobile (au fond) et du réflecteur sphérique (au premier plan) du radiotélescope de Nançay.***



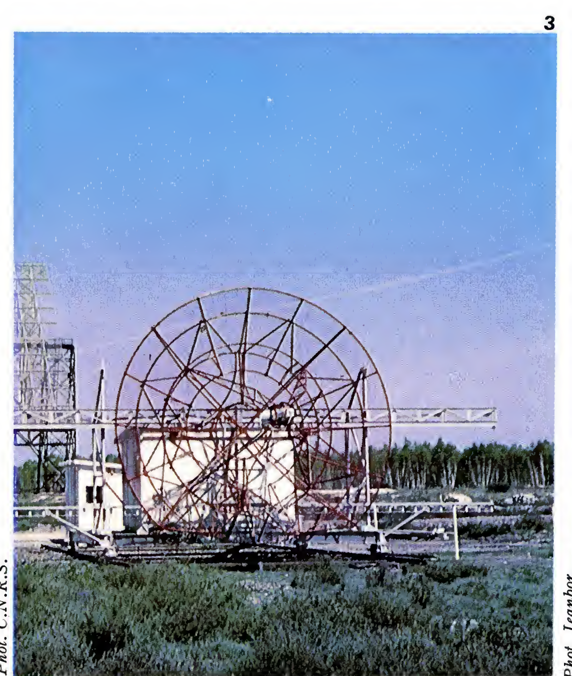
Phot. Jeanbor.

Phot. Alain Perceval.

1

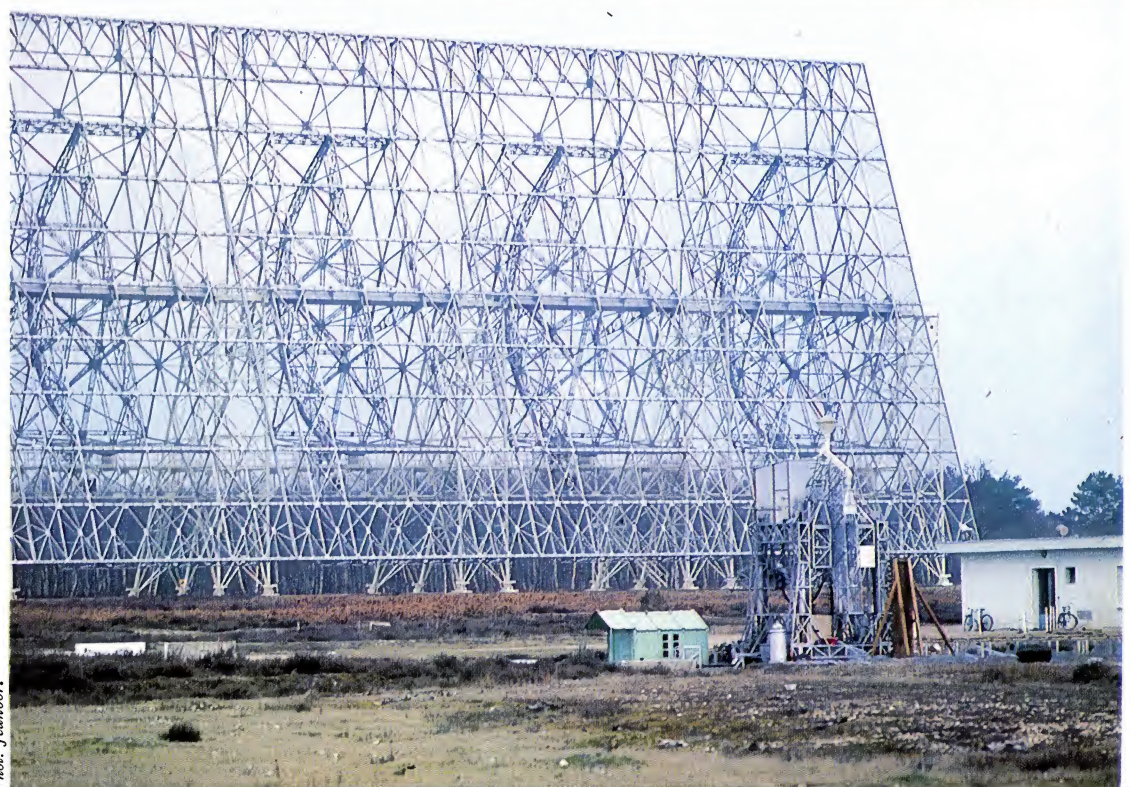
Le radiotélescope de Nançay.
1. Photographie aérienne montrant l'ensemble du radiotélescope avec au premier plan le réflecteur sphérique fixe et au fond, le réflecteur plan mobile (comparer avec le schéma de la page ci-contre). 2. Le réflecteur plan mobile. 3. Le foyer du radiotélescope.

3



Phot. C.N.R.S.

2



Phot. Jeanbor.

LE SYSTÈME SOLAIRE

DESCRIPTION GÉNÉRALE DU SYSTÈME SOLAIRE.

Composition du système solaire.

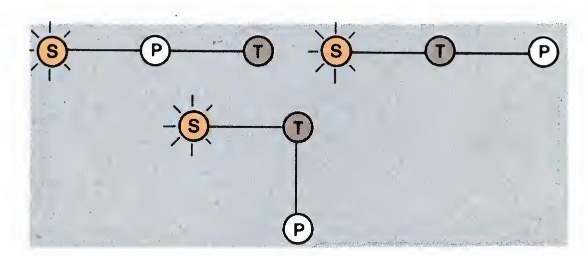
Le Soleil et les planètes.

On sait depuis longtemps que la Terre n'est pas un astre à part dans l'univers; elle fait partie d'un vaste système qui comprend le Soleil, les planètes et de nombreux corps célestes (satellites, petites planètes, astéroïdes, etc.). Le rôle prépondérant du Soleil dans cet ensemble explique qu'on lui réserve le nom de système solaire.

Les planètes furent ainsi nommées par les Grecs parce que leur mouvement vu de la Terre semble capricieux et désordonné (en grec, *planein* signifie *errer*); leurs trajectoires sont en fait des ellipses dont le Soleil occupe un des foyers et leur distance moyenne par rapport au Soleil varie de 58 millions de kilomètres à près de 6 milliards de kilomètres. Il y a neuf grosses planètes tournant autour du Soleil; on appelle planètes inférieures celles qui sont plus proches du Soleil que la Terre (Mercure et Vénus) et planètes supérieures toutes les autres; les deux planètes les plus lointaines furent découvertes par le calcul : Neptune en 1846 par Le Verrier et Adams, et Pluton en 1930 par Tombaugh. Les planètes seront étudiées en détail à la p. 63, nous nous contenterons pour l'instant de citer leur nom, leur distance moyenne au Soleil et leur *période de révolution* (c'est-à-dire le temps nécessaire pour faire un tour complet autour du Soleil); pour simplifier cette première liste de renseignements, nous avons arrondi les nombres observés (les grandeurs précises seront données plus loin).

Nom des planètes	Distance moyenne au Soleil en millions de kilomètres	Période de révolution
Mercure ...	58	88 jours
Vénus	108	225 jours
Terre	149	365 jours
Mars	228	1 an 322 jours
Jupiter	778	11 ans 315 jours
Saturne	1 430	29 ans 167 jours
Uranus	2 880	84 ans 7 jours
Neptune....	4 494	164 ans 280 jours
Pluton	5 900	248 ans 157 jours

Pour un observateur terrestre, le mouvement apparent d'une planète se situe parmi les constellations du zodiaque, c'est-à-dire à peu près dans le plan de l'écliptique; on repérera donc la planète par sa *longitude écliptique* plutôt que par son ascension droite. Les positions remarquables d'une planète sont figurées ci-dessous :



Positions d'une planète par rapport à la Terre et au Soleil.
En haut et à gauche : conjonction; à droite : opposition; en bas: quadrature (Est ou Ouest).

Le temps qui sépare deux positions relatives identiques Terre-planète s'appelle la *révolution synodique;* par exemple il s'écoule 367 jours entre deux conjonctions successives de Neptune : la révolution synodique de Neptune est donc voisine de 1 an et 2 jours (remarquez combien est grande la différence, dans ce cas, entre la révolution synodique et la révolution sidérale de la planète, puisque, pour Neptune, cette dernière est de 164 ans 280 jours).

Autour des planètes tournent des satellites, telle la Lune autour de la Terre (v. pages 66 et 67).

Les petites planètes.

Entre l'orbite de Mars et celle de Jupiter se situent les *petites planètes* ou astéroïdes; elles furent découvertes au début du XIX[e] siècle (la première fut observée en 1801 par l'Italien Piazzi qui la baptisa Cérès). Invisibles à l'œil nu, ces astéroïdes sont de faibles dimensions (leur diamètre varie de quelques kilomètres à 700 kilomètres environ); à l'heure actuelle, on en a dénombré près de 6000. Cinq cents d'entre eux ont été observés systématiquement : on connaît leur orbite, leur période de rotation, etc. Les astéroïdes seront peut-être, un jour, utilisés par l'homme pour y installer des observatoires ou des stations scientifiques (absence d'atmosphère, vitesse de libération très faible).

Ces petites planètes, dont l'origine et l'histoire sont très controversées, peuvent être groupées en fonction de leurs orbites. En particulier un groupe de quatorze astéroïdes, dont l'orbite est voisine de celle de Jupiter, illustre une théorie énoncée par Lagrange en 1772 *(le problème des trois corps);* il s'agit du groupe des *planètes Troyennes,* ainsi nommées parce que leur désignation rappelle les héros de l'*Iliade* (Achille, Hector, Patrocle, etc.).

Autres éléments du système solaire.

• *Les comètes.* Ce sont des masses de gaz et de poussières qui circulent autour du Soleil sur des orbites très allongées (ellipses de grandes excentricités ou paraboles); la nappe gazeuse qui constitue une comète s'étale sous l'influence du Soleil d'où les expressions de « tête de la comète », « chevelure », « queue », etc., pour décrire le phénomène. Leur apparition dans le ciel étonnait les anciens, à juste titre d'ailleurs, car leur périodicité très grande en rendait l'étude difficile : 76 ans pour la fameuse comète de Halley (celui-ci en fit la théorie vers 1705) dont la dernière apparition remonte à 1910. L'étude des comètes s'est longtemps limitée à la détermination de leurs orbites; à l'heure actuelle, l'astrophysique l'emporte sur l'astronomie de position. Comment se forment, en présence des radiations solaires, les immenses traînées ionisées, quel rapport y a-t-il entre les poussières cosmiques des comètes et la matière interplanétaire? Voilà les questions qui se posent aux astronomes modernes et que nous étudierons p. 68.

• *Les météorites.* L'espace interplanétaire est sillonné par des corps de petites dimensions dénommés *météorites.* Ces corps célestes, quand ils rencontrent l'atmosphère terrestre, s'échauffent et leur trajectoire lumineuse dans le ciel constitue les *météores* ou *étoiles filantes;* certaines météorites atteignent le sol terrestre où elles s'enfoncent *(sédérolites, sidérites.).* Les météorites et les météores font l'objet d'observations nombreuses : leur influence sur le globe terrestre, les renseignements qu'ils peuvent nous fournir sur l'atmosphère et l'action qu'ils pourraient avoir sur les véhicules que l'homme lance dans l'espace sont, on le conçoit, du plus haut intérêt. L'origine des météorites reste mystérieuse. Une espèce pourrait provenir de la Lune, comme des « éclaboussures », résultant de l'impact sur la Lune de météorites de dimensions suffisantes.

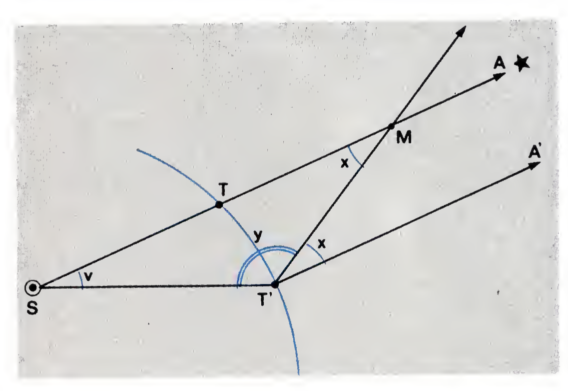
• *La matière interplanétaire.* Entre le Soleil, les planètes et les divers corps du système solaire il ne règne pas un vide absolu; des molécules gazeuses, des atomes, des fragments de météorites se répandent dans tout l'espace interplanétaire. Dans certaines circonstances, cette matière devient visible : telle est l'origine des *aurores polaires,* de la *lumière zodiacale* et de la *lueur antisolaire* (appelée, selon la terminologie internationale, *Gegenschein*).

• *Astres artificiels.* Parmi les nombreux objets lancés par l'homme dans le cosmos, certains ne sont pas revenus sur la Terre et tournent autour du Soleil ou de la Terre ainsi que des petites planètes ou des satellites; leurs dimensions sont trop faibles pour qu'on puisse les observer et nous ne connaissons leur existence que parce que nous en sommes les créateurs. La première planète artificielle fut *Lunik I,* que l'URSS lança vers la Lune le 2 janvier 1959 et qui, passant à 7500 kilomètres de son but, tourne depuis le 7 janvier 1959 autour du Soleil; le premier satellite artificiel de la Terre fut *Spoutnik I,* lancé le 4 octobre 1957 par l'URSS (détruit, le 4 janvier 1958, par échauffement sur les couches supérieures de l'atmosphère).

Le mouvement des planètes autour du Soleil.

Les lois de Kepler.

Le mouvement des planètes autour du Soleil est régi par *les lois de Kepler;* l'astronome allemand les découvrit en étudiant le mouvement de la planète Mars d'après ses propres observations et celles de son maître Tycho Brahé qu'il avait rejoint à Prague en 1599. Kepler partit de l'hypothèse de Copernic que le Soleil était au centre de l'univers et entreprit de construire point par point l'orbite de la Terre autour du Soleil.



Détermination de la trajectoire de la Terre.

Kepler détermina la position de Mars lors d'une opposition (repérage de l'étoile A et des étoiles voisines de Mars); la Terre est en T. Puis, lorsque la Terre est en T', il vise dans la direction A' parallèle à celle de A : il fixe ainsi la valeur de l'angle x et de l'angle y d'où il tire celle de l'angle $v = 180° - (x + y)$. L'angle v une fois connu, la position de T' peut être reportée sur un graphique. Après avoir ainsi tracé l'orbite terrestre qui ressemblait à un cercle, Kepler détermina celle de Mars par une méthode analogue : il obtint une courbe non circulaire qu'il compara à une ellipse. Il reconnut ensuite que les autres planètes décrivaient aussi des ellipses autour du Soleil (voir p. 19 les définitions fondamentales concernant l'ellipse). Les lois de Kepler sont les suivantes :

— *Première loi :* les planètes décrivent autour du Soleil des orbites elliptiques dont le Soleil occupe un des foyers.

— *Deuxième loi :* les aires balayées par les rayons vecteurs en des temps égaux sont égales (voir figure à la page 19).

— *Troisième loi :* les carrés des temps de révolution sont proportionnels aux cubes des demi-grands axes des orbites; ainsi, pour deux planètes dont les révolutions sont respectivement égales à T et T', et qui ont des orbites dont le demi-grand axe est a et a', on aura :

$$\frac{T^2}{T'^2} = \frac{a^3}{a'^3}$$

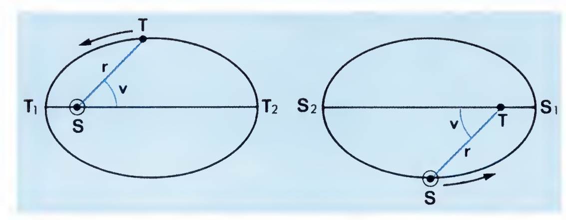
Ces lois peuvent se déduire du *principe de l'attraction universelle,* comme nous l'avons étudié p. 20.

Renseignements généraux sur les planètes.

• *Orbite de la Terre.* Pour un observateur placé sur le Soleil, la Terre décrit une ellipse dont le Soleil est un des foyers, mais pour un observateur terrestre, c'est le Soleil qui semble décrire une ellipse dont le foyer est la Terre, comme on le voit plus loin sur la figure.

Le Soleil, avec en haut et à gauche la planète Mercure (point sombre) passant devant lui, au cours de l'une de ses 13 rencontres tous les 100 ans. ▶





Mouvement de la Terre vu du Soleil.

T_1 s'appelle le périhélie (point le plus proche du Soleil).

T_2 s'appelle l'aphélie (point le plus éloigné du Soleil).

r est le rayon vecteur de la Terre.

v s'appelle l'anomalie vraie.

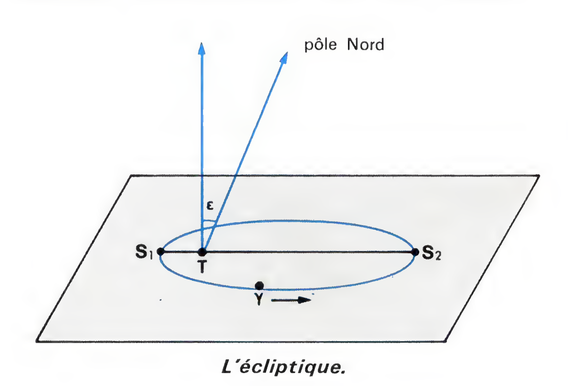
Mouvement apparent du Soleil vu de la Terre.

S_1 est le périgée (point où le Soleil est le plus proche de la Terre).

S_2 est l'apogée (point où le Soleil est le plus éloigné de la Terre).

La ligne S_1S_2 s'appelle la ligne des apsides.

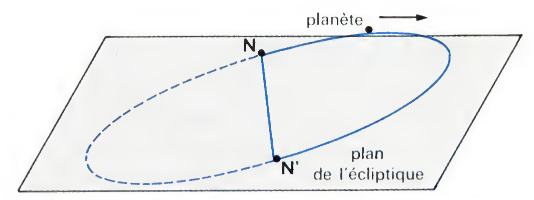
Le plan de l'ellipse terrestre s'appelle, on le sait, l'écliptique ; il est incliné de $\epsilon = 23°27'$ sur l'équateur.



L'écliptique.

Le point γ, ou *point vernal,* est l'endroit du ciel où se trouve le Soleil le jour de l'équinoxe de printemps ; la flèche indique le sens positif de longitude ; le périgée S_1 a une longitude écliptique $\widehat{\gamma S_1} = 282°$ environ.

● *Orbites des planètes.* On définit de la même façon le *périhélie* et l'*aphélie ;* l'*excentricité de l'orbite, e,* est d'autant plus voisine de 0 que l'ellipse se rapproche plus d'un cercle, ce qui est le cas pour Vénus, la Terre et Neptune. D'autre part, les orbites planétaires ne sont pas dans le plan de l'écliptique : elles font avec celui-ci un angle d'inclinaison *i* qui varie de 0°46' pour Uranus à 17°10' pour Pluton ; la droite d'intersection d'une orbite planétaire et de l'écliptique s'appelle la *ligne des nœuds.*



NN' : ligne des nœuds ; N : nœud ascendant ; N' : nœud descendant.

● *Perturbations :* l'attraction d'une planète par le Soleil confère à la planète un mouvement elliptique conforme aux lois de Kepler. Le Soleil n'est pas le seul centre d'attraction ; une grosse planète comme Jupiter peut troubler le mouvement d'une planète voisine : c'est ce qu'on appelle les *perturbations planétaires.* Le traitement mathématique de cette question est complexe ; c'est Le Verrier qui sut le premier en tirer parti : la planète Uranus (découverte en 1781) s'écartant de sa trajectoire théorique, il supposa que c'était là l'effet perturbateur d'une planète inconnue et calcula la situation de cette planète d'après les perturbations qu'elle provoquait. Pluton fut découvert de la même façon à partir des perturbations du mouvement de Neptune. Les perturbations interviennent toutes les fois que plus de deux corps s'attirent mutuellement d'une façon sensible : c'est donc aussi le cas, en particulier, de la Lune dont les inégalités de mouvement peuvent être prévues à un centième de seconde de degré près pour un temps de prédiction pas trop long et des satellites artificiels influencés par le fait que la Terre n'est pas parfaitement sphérique.

● *Remarques concernant le tableau des planètes* (page suivante) :

● *Les éléments orbitaux* (excentricité, inclinaison, etc.) ont été calculés par Le Verrier pour Mercure, Vénus, la Terre et Mars ; et par Gaillot pour Jupiter, Saturne, Uranus, Neptune.

● *On rappelle que l'UA représente* 149 600 000 kilomètres, soit une distance très voisine du demi-grand axe de l'orbite terrestre.

● *Les révolutions sont mesurées* en années julien-nes et en jours solaires moyens.

● *Le diamètre apparent d'une planète* vue de la Terre est évidemment variable selon sa distance par rapport à la Terre ; on a indiqué dans le tableau la valeur maximale du diamètre apparent (celle qui correspond à la position la plus proche de la planète par rapport à la Terre).

● *L'excentricité et l'inclinaison* ont été calculées à l'époque t_0 = 31 décembre 1899, 12 heures. Ces deux grandeurs varient légèrement avec le temps pour chaque planète, comme nous le verrons plus loin.

● *Les valeurs données pour les diamètres,* les volumes, les masses, etc., sont des valeurs approchées.

● *La planète Pluton ne figure pas sur ce tableau ;* des calculs récents (et encore incertains) fournissent les résultats suivants :

Diamètre apparent . . .	0"23	G. P. Kuiper (1950)
Diamètre linéaire	0,43 (Terre = 1)	
Masse	0,9 (Terre = 1)	
Densité	50 (!)	
Rotation . . .	6 jours 9 heures 17 minutes (Hardie).	

Au 23 septembre 1960, à 0 h (Temps des éphémérides) :

$$i = 17°,1699$$
$$e = 0,250\,238$$

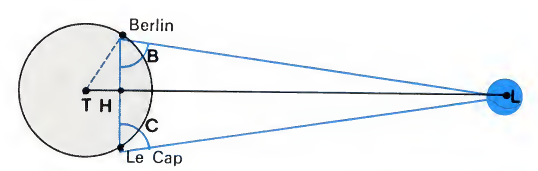
Période de révolution : 247,686 (années tropiques).
Demi-grand axe de l'orbite : 39,4387 (Terre = 1).

Dimensions et renseignements divers sur le système solaire.

Mesure des distances à l'intérieur du système solaire.

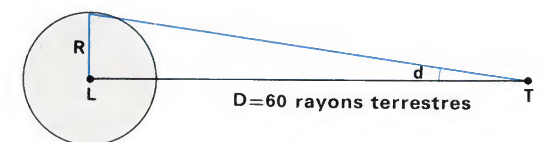
● *Principe :* on démontre, en trigonométrie, qu'on peut calculer les côtés d'un triangle si l'on connaît deux angles et le troisième côté ; s'il s'agit d'un triangle rectangle, il suffit de connaître un angle et un côté pour calculer les deux autres côtés. En astronomie, on mesure les angles directement, en visant dans différentes directions, et l'on peut se donner comme *base* de la mesure (c'est-à-dire comme côté connu) une distance terrestre suffisamment grande pour que la mesure soit précise.

● *Exemple :* mesure de la distance de la Terre à la Lune par Lalande et La Caille en 1751.



Lalande à Berlin et La Caille au Cap (les deux lieux sont sur le même méridien géographique) visent simultanément la Lune ; des angles de visées on tire immédiatement la valeur de $\hat{B}$ et $\hat{C}$ et, comme on peut mesurer BC, à partir de la distance Berlin-Le Cap, on dispose des trois éléments nécessaires (deux angles et un côté) pour mesurer les distances BL et CL ; à partir de cela, la distance Terre-Lune est facile à déterminer.

— Quand on connaît une distance, on peut en calculer d'autres ; ainsi lorsqu'on sait que la distance Terre-Lune vaut en moyenne 60 rayons terrestres, on peut calculer le rayon de la Lune :



On mesure le diamètre apparent d et l'on a :

$$\text{tg}\, d = \frac{R}{D} \text{ d'où } R = D \times \text{tg}\, d.$$

— On peut aussi mesurer la parallaxe d'un astre, c'est-à-dire l'angle *P* sous lequel on voit le rayon terrestre à partir de cet astre (en raison de l'aplatissement du globe terrestre, on précise qu'il s'agit du rayon équatorial terrestre). Dans le cas de la Lune, on a :

$$\text{tg}\, p = \frac{R}{D} = \frac{R}{60\,R} = \frac{1}{60}$$

soit $p \simeq 1°$

Si l'astre est trop lointain, on ne peut utiliser la méthode de Lalande, car la base BC est trop petite par rapport à la distance AT ; on choisit donc une base différente (par exemple la distance Terre-Lune, qui est connue, ou la distance Terre-Vénus, qui peut être aussi connue facilement).

● *Actuellement, on mesure les distances,* à l'intérieur du système solaire, à l'aide de puissants radars en envoyant sur un astre une onde radio qui s'y réfléchit et dont on recueille l'écho ; comme les ondes hertziennes se déplacent à la vitesse de 300 000 km/s, il suffit de mesurer le temps qui sépare l'émission de l'onde de sa réception pour avoir la distance Terre-astre. Par exemple, s'il s'écoule trois secondes entre l'émission de l'onde et la réception de l'écho, cela signifie que l'aller et retour représente 900 000 kilomètres, donc que la distance Terre-astre est égale à 450 000 kilomètres. Les mesures radars, par ailleurs très délicates, sont plus précises que les mesures trigonométriques comme le montre la précision croissante des mesures de la distance Terre-Soleil :

Dimensions du Soleil et de la Lune.

	Parallaxe horizontale	Diamètre apparent	Rayon	Volume Terre = 1	Distance à la Terre	Masse Terre = 1	Densité moyenne Terre = 1	Pesanteur Terre = 1	Magnitude	Indice couleur
Soleil	8",794	31'59",26	109 R = 695 000 km	1 300 000	23 440 R ou 149 598 000 km	333 432	0,256	27,9	— 26,9	+ 0,8
Lune	57'2",61	31'5",16	0,2725 R = 1 738 km	0,0203	60,2665 R ou 384 400 km	0,01 227	0,606	0,166	— 12,7	+ 1,2

La parallaxe considérée est la parallaxe horizontale équatoriale moyenne ; celle du Soleil a été adoptée par l'Union astronomique internationale (1964). De même, les diamètres apparents sont des diamètres moyens. En fait, ces deux angles varient en fonction du temps et il est nécessaire de se reporter aux tables publiées par les observatoires pour connaître la valeur exacte de ces deux angles à un instant donné.

Dimensions et données concernant les planètes.

		Mercure	Vénus	la Terre	Mars	Jupiter	Saturne	Uranus	Neptune
	Symbole	☿	♀	⊕	♂	♃	♄	⛢	♆
Orbites	**Excentricité** e	0,2056149 + 0,000000203 t	0,0068164 — 0,000000538 t	0,0167498 — 0,000000426 t	0,0933088 + 0,000000953 t	0,0483348 + 0,000001642 t	0,0558923 — 0,000003455 t	0,0463444 — 0,000000266 t	0,008997 + 0,000000063 t
	Inclinaison sur l'écliptique i	7° 0′ 10″,85 + 0″,0626 t	3° 23′ 37″,09 + 0″,0451 t		1° 51′ 1″,09 — 0″,0234 t	1° 18′ 31″,45 — 0″,2051 t	2° 29′ 33″,07 — 0″,1411 t	0°, 46′ 20″,87 + 0″,0225 t	1° 46′ 45″,27 — 0″,3436 t
	Demi-grand axe en UA	0,3870984	0,7233301	1,0000013	1,5236781	5,202561	9,554747	19,21814	30,10957
	Révolution sidérale	87,969256 j	224,7008 j	1 an 0,00636 j	1 an 321,7298 j	11 ans 314,839 j	29 ans 166,98 j	84 ans 7,45 j	164 ans 280,3 j
	Révolution synodique	115,87748	583,9214		779,9361	398,884	378,092	369,656	367,487
Dimensions	**Diamètre apparent équatorial à la plus petite distance de la Terre** (valeur maximale)	12″,9	1′ 6″,7		26″,0	49″,8	20″,6	4″	2″,7
	Diamètre équatorial (Terre = 1)	0,38	0,96	1	0,53	11,26	9,46	3,70	3,5
	Aplatissement	0	0	$\frac{1}{298,25}$	$\frac{1}{190,4}$	$\frac{1}{15}$	$\frac{1}{9,5}$	?	?
	Volume (Terre = 1)	0,05	0,9	1	0,15	1 338	766	48	42
	Masse Soleil = 1	$\frac{1}{6\,000\,000}$	$\frac{1}{408\,000}$	$\frac{1}{333\,432}$	$\frac{1}{3\,093\,500}$	$\frac{1}{1\,047,355}$	$\frac{1}{3\,501,6}$	$\frac{1}{22\,869}$	$\frac{1}{19\,314}$
	Masse Terre = 1	0,056	0,817	1	0,108	318,37	95,23	14,58	17,26
	Masse kg	$3,25 \times 10^{23}$	$4,87 \times 10^{24}$	$5,977 \times 10^{24}$	$6,432 \times 10^{23}$	$1,8964 \times 10^{27}$	$5,679 \times 10^{26}$	$8,661 \times 10^{25}$	$1,052 \times 10^{26}$
	Densité Terre = 1	1,0	0,91	1	0,7	0,24	0,13	0,25	0,4
	Densité Eau = 1	5,6	5,1	5,52	3,9	1,31	0,7	1,7	2,3

1 - à partir de la distance Terre-Mars, Cassini et Richer ont trouvé (1672) 135 000 000 km (ordre de grandeur de l'erreur commise : 10 %) ;

2 - Halley (vers 1750), à partir de la mesure de la parallaxe du Soleil, a obtenu 145 000 000 km (erreur de l'ordre de 3 %) ;

3 - Spencer Jones (1930), en reprenant la méthode de Cassini, a trouvé 149 700 000 km (avec une erreur de l'ordre de 10^{-4}) ;

4 - les méthodes radar fournissent un résultat de 149 598 000 km (erreur relative : $\frac{1}{300\,000}$).

LE SOLEIL.

Généralités.

Première rencontre avec le Soleil.

Le Soleil est une étoile qui se trouve plus proche de la Terre que toutes les autres, une étoile parmi des milliards d'autres ; mais, alors que la lumière met plus de quatre ans à nous parvenir de l'étoile la plus rapprochée, il ne lui faut que huit minutes pour parcourir la distance du Soleil à la Terre, et c'est pourquoi l'astre solaire est, pour l'homme, l'astre le plus important. Mais, dans l'univers, le Soleil n'est même pas un grain de sable ; il fait partie des cent milliards d'étoiles qui constituent la Voie lactée, cette grande traînée blanche qu'on peut voir dans le ciel quand la nuit est belle, et que les astronomes appellent la Galaxie (si un homme vivant mille ans avant Jésus-Christ avait entrepris de compter les étoiles de la Galaxie, en en comptant une par seconde, il aurait terminé à peine en 1967 son énumération !). Au-delà de notre Galaxie, il y a des milliards de galaxies, groupées en amas et en super-amas galactiques... et au-delà de ces super-amas il y a tout ce que nos télescopes ne peuvent observer. Pour préciser la situation du Soleil dans l'univers, utilisons le *parsec* (voir définition p. 18) qui vaut un peu plus de trente mille milliards de kilomètres, soit plus de deux cent mille fois la distance Terre-Soleil ; nous avons alors :

Terre-Soleil	$\frac{1}{200\,000}$ de parsec
Notre Galaxie	30 000 parsecs
Entre notre Galaxie et la galaxie la la plus voisine	450 000 parsecs
Limite de l'univers observable avec nos moyens actuels	1 milliard de parsecs

Si nous représentons la distance Terre-Soleil par un millimètre, il faudrait représenter le diamètre de la Galaxie par la distance Paris-New York (à peu près).

Pour un observateur terrestre, le Soleil est animé de deux mouvements apparents : l'un, en à peu près 24 heures (lever et coucher du Soleil), est dû à la rotation de la Terre sur elle-même (c'est le *mouvement diurne* du Soleil), l'autre est annuel et correspond à la révolution de la Terre autour du Soleil. Ce mouvement annuel se fait suivant une ellipse dont le plan, incliné en moyenne à 23°27′ sur le plan de l'équateur terrestre, s'appelle l'*écliptique ;* il subit de nombreuses irrégularités que nous étudierons plus tard.

Si nous observons le Soleil, en le regardant à travers un verre fumé, il nous apparaît comme un disque à bords bien nets et couverts de granulations (les *grains de riz* du Soleil). La source du rayonnement qui nous parvient est à l'intérieur du Soleil. Nous ne voyons qu'une mince coquille externe du Soleil, la *photosphère,* qui présente des petites zones claires, les *facules,* et des zones plus sombres, les *taches solaires.* La photosphère est éblouissante ; lorsqu'elle est cachée (lors d'une éclipse totale du Soleil), on peut voir autour du disque sombre une couche rosée, la *chromosphère,* entourée elle-même d'une auréole blanche et irrégulière, la *couronne ;* des sortes de flammes rosées s'élèvent dans la couronne en provenance du disque solaire : ce sont les *protubérances solaires.* Entre la photosphère et la chromosphère, une couche plus froide absorbe une partie du rayonnement : c'est la *couche absorbante* ou *couche renversante.*

Les principales dimensions du Soleil ont été données à la page précédente.

L'activité solaire.

Les taches solaires, observées pour la première fois en Occident par Galilée en 1610, apparaissent comme sombres sur le fond de la photosphère : elles sont la manifestation de l'activité solaire (mouvements de matière, variation des champs magnétiques, etc.). Les points où elles apparaissent sont des *centres d'activité ;* leur nombre et leur importance sont variables : on a constaté que la surface totale de ces centres était maximale, statistiquement, tous les onze ans.

C'est en observant ces taches se déplacer d'est en ouest à la surface du disque solaire que Galilée put affirmer que le Soleil tournait autour de lui-même. On a pu mesurer le mouvement apparent des taches et en déduire les lois de la rotation du Soleil (les premières mesures précises furent faites par Carrington en 1863) ; on a constaté que l'équateur solaire est incliné de 7°18′ sur le plan de l'écliptique, que la vitesse de rotation n'est pas la même pour tous les points de la surface solaire : une tache située à l'équateur du Soleil tourne plus vite qu'une tache située à 60° de latitude solaire (un tour complet en vingt-cinq jours au lieu de trente-cinq jours). Cela provient de ce que les couches superficielles du Soleil se comportent comme des masses de matière glissant les unes sur les autres et non comme des couches rigides.

On conçoit l'intérêt immense que présente l'étude physique du Soleil : non seulement il ressemble à des milliards d'étoiles (les étoiles « naines ») dont il est le type, mais ses relations énergétiques avec la Terre en font un astre très particulier et très précieux. L'étude du Soleil se fait à l'aide des appareils décrits p. 34 ; du point de vue astrophysique, on étudiera le *Soleil calme* (activité minimale ou nulle) et le *Soleil actif,* puis la structure interne du Soleil.

1

Phot. H. Rohr-S.A.G.

L'éclipse totale du 15 février 1961 a été visible en France et en Italie.
L'ombre de la Lune « éteint » le Soleil, et l'on peut voir la couronne et les protubérances ; l'aspect est différent selon les moments où la photographie est prise : les photographies présentées sur ces pages ont été prises dans un intervalle total de trois minutes.

1. Quelques minutes avant l'éclipse totale (reflet sur la mer Adriatique). 2. 30 secondes avant le début de l'éclipse. 3. Une seconde avant l'éclipse totale : le « diamant » et la partie interne de la couronne. 4. La couronne pendant l'éclipse totale. 5. Une seconde après l'éclipse totale. 6. La couronne 80 secondes après l'éclipse totale. 7. Vue générale avec la totalité de l'ombre de la Lune.

5



Phot. W. Bohmenblast-S.A.G.

6



Phot. W. Zünti-S.A.G.



2 Phot. H. Isler-S.A.G.

3 Phot. W. Zunti-S.A.G.

4 Phot. A. Küng-S.A.G.

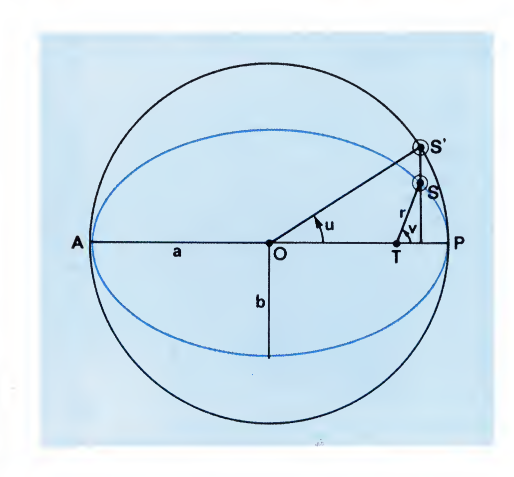
Phot. W. Zunti-S.A.G.



Halo solaire.
La présence de cristaux de glace dans l'atmosphère a pour effet de produire des nuages désignés sous le nom de Cirrus, ces nuages réfractent la lumière issue du Soleil et il en résulte le phénomène dit du halo. On mesure la valeur angulaire du halo pour le caractériser; la forme la plus répandue sous nos latitudes est le halo de 22° comme ci-dessus (photographié le 8 octobre 1928, à 14 h 25 près de Saint-Moritz, en Suisse, à 2 000 m d'altitude.)

Soleil vrai et Soleil fantôme.

Si le Soleil décrivait d'un mouvement uniforme un cercle autour de la Terre, il se déplacerait d'environ 1° par jour $\left(\frac{360°}{365} = 59'\right)$; un tel Soleil est appelé *Soleil fantôme;* c'est à lui qu'on se réfère lorsqu'on mesure le temps moyen (temps marqué par nos horloges).

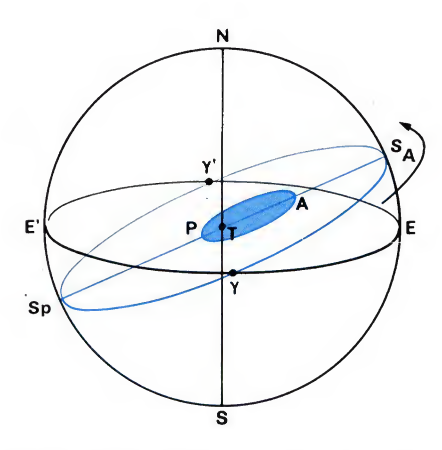


***La position du Soleil vrai est déterminée par l'angle $\widehat{PTS}$ = v appelé* anomalie vraie, *ou par l'angle $\widehat{POS'}$ = u, appelé* anomalie excentrique. *Si le mouvement du Soleil était uniforme (c'est-à-dire si le Soleil se déplaçait comme le Soleil fantôme), v prendrait une valeur M appelée* anomalie moyenne.**

Mouvements du Soleil.

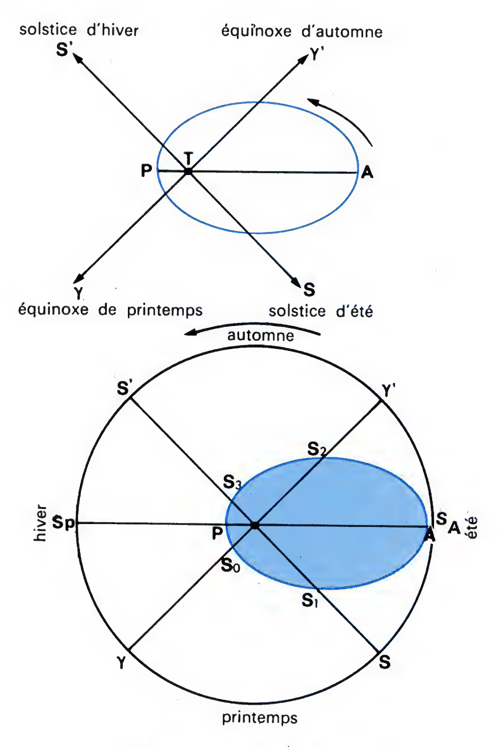
Orbite apparente du Soleil.

Outre son mouvement rectiligne vers l'Apex (19,5 km/s vers la constellation d'Hercule) et sa participation au mouvement diurne (lever à l'est et coucher à l'ouest), le Soleil semble décrire en un an autour de la Terre une ellipse située dans le plan de l'écliptique; l'excentricité de cette ellipse au 1[er] janvier 1968 valait 0,016723 et elle diminue de $\frac{42}{1\,000\,000}$ par siècle.



Sur la sphère céleste, l'orbite du Soleil (en couleur sur la figure) se projette selon le grand cercle de diamètre $S_P S_A$ qui n'est autre que l'écliptique. Le périgée (point le plus proche de la Terre) correspond au point S_P de longitude $\gamma S_P 4$ (cet arc doit être mesuré dans le sens direct qui est celui de la flèche). $S_P S_A$ est la ligne des apsides. Il faut noter que la ligne des apsides n'est pas perpendiculaire à la ligne des équinoxes $\gamma\gamma'$.

Au total, six points importants jalonnent l'orbite du Soleil en un an. En vertu de la précession des équinoxes, le point γ se déplace d'environ 50″ par an dans le sens rétrograde; de plus, le périgée subit les perturbations propres dues à l'action des autres planètes : il en résulte une *rotation de la ligne* des *apsides* qui est de 11″,5 par an dans le sens rétrograde; au total, la longitude du périgée $\gamma S_p = l_o$ augmente de 61″,89 par an. Au 1[er] janvier 1968, on avait l_o = 282°23′24″. Les positions remarquables du Soleil sont donc, pour 1968 :



Équinoxes et solstices.

Points	Positions	Dates	Longitude éclip-tique
S_0	Équinoxe de printemps . . .	20 mars	0
S_1	Solstice d'été	21 juin	90°
A	Apogée	2 juillet	100°57′
S_2	Équinoxe d'automne	23 septembre	180°
S_3	Solstice d'hiver . . .	21 décembre	270°
P	Périgée.	4 janvier	283°28′

On démontre à partir des lois de Kepler et des propriétés de l'ellipse les relations suivantes dans lesquelles *e* représente l'excentricité de l'ellipse et *r* le rayon vecteur TS, *a* et *b* les demi-grands axes de l'ellipse :

$$r = a\,(1 - e\cos u) = \frac{b^2/a}{1 + e\cos v}$$

$$u - e\sin u = n\,(t - t_0) = \mathrm{M}\,(t)$$

$$v \simeq \mathrm{M} + 2e\sin \mathrm{M}$$

(en négligeant les termes du second ordre)

$$r \simeq a\,(1 - e\cos \mathrm{M})$$

n : vitesse angulaire du Soleil fantôme S″, ou encore *moyen mouvement* du Soleil.
n = 0°,98561 par jour moyen.
t_0 : temps où le Soleil passe au périgée.
La longitude écliptique du Soleil, λ_0, est donnée par

$$\lambda_0 = l_o + v\,(t) \simeq (l_o + \mathrm{M}) + 2e\sin \mathrm{M}$$

(l_o + M) est la *longitude moyenne* du Soleil; la valeur maximale de $2e$ sin M est $2e$, soit en radians : 0,033 (e = 0,0167 pour la Terre) ou 115′. En bref, la longitude vraie du Soleil s'écarte, en plus ou moins, de 115′ au maximum de la longitude moyenne du Soleil fantôme S″. Le terme $2e$ sin M s'appelle la *partie principale de l'équation du centre.*

Révolutions du Soleil.

La régularité, à notre échelle humaine, des phénomènes astronomiques nous conduit à mesurer le temps par référence au mouvement du Soleil. On définit ainsi :

— L'*année sidérale :* temps qui sépare deux passages consécutifs du Soleil par le point γ *supposé fixe* (365 jours 6 heures 9 minutes 10 secondes).

— L'*année tropique :* temps qui sépare deux équinoxes de printemps (365 jours 5 heures 48 minutes 46 secondes); l'année tropique est plus courte que l'année sidérale par suite de la précession des équinoxes. On convient de prendre comme origine de l'année tropique l'instant où la longitude écliptique du Soleil, diminuée de 20″496 (la constante d'aberration), est égale à 280°; une telle année *(année fictive)* débute le 1[er] janvier 1968 à 6 heures 47 minutes (temps universel) et se termine au 31 décembre 1968 à 12 heures 36 minutes (temps universel).

— L'*année anomalistique :* c'est le temps qui sépare deux passages consécutifs du Soleil à son périgée (365 jours 6 heures 13 minutes 53 secondes).

Nous commenterons ces définitions à la p. 125. Dès maintenant, nous constatons que, la longitude du Soleil étant une fonction du temps, on a :

$$\lambda_o = l_o + v(t)$$

$v(t)$ désignant l'anomalie à l'instant t

On peut *en principe* régler une horloge terrestre sur l'observation des longitudes écliptiques du Soleil ; on préfère, pour des raisons pratiques et pour éviter des calculs fastidieux, rattacher la mesure du temps à l'ascension droite du Soleil $\alpha\odot$; on parvient ainsi à une expression de la forme :

$$\alpha\odot = (nt + A) + C + R$$

Cette équation joue un rôle important en astronomie ; nous allons en préciser les termes.

A est une constante liée à la longitude du périgée.

C est une fonction du temps : on l'appelle *l'équation du centre*. Elle découle des lois de Kepler et des perturbations du mouvement de la Terre par les autres planètes. A la fonction C se relie la fonction R, elle aussi fonction du temps et qui s'appelle la *réduction à l'équateur*.

On a à peu près :

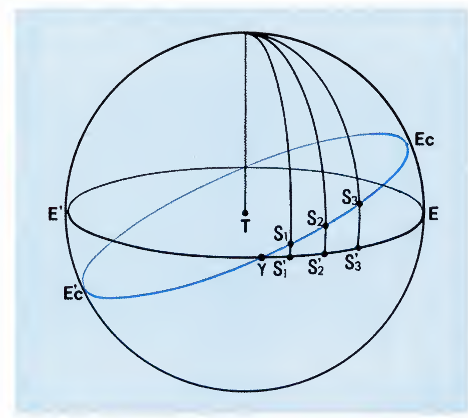
$$E = C + R - N \cos \epsilon$$

dans laquelle le paramètre N est lié à la *nutation* et $\epsilon = 23°27'$; E s'appelle *l'équation du temps*. On peut écrire

$$(C + R) \simeq E$$

d'où

$$\alpha\odot \simeq (nt + A) + E$$



Au lieu de considérer les longitudes λ'_1, λ'_2, λ'_3 ***sur l'écliptique correspondant aux points*** S_1, S_2, S_3,... ***on considère les ascensions droites*** α_1, α_2, α_3... ***correspondant aux points*** S'_1, S'_2, S'_3...

Le *temps vrai* en un lieu donné (par exemple à Paris) est l'angle horaire H que fait le Soleil avec le méridien du lieu d'observation ; entre deux passages consécutifs du Soleil au méridien, il s'écoule *24 heures vraies*, chaque terme correspondant à un déplacement apparent de 15° (15° × 24 = 360°) ; le *temps moyen* (temps de nos horloges) est par définition la grandeur T_m :

$$T_m = T_v + E.$$

temps moyen = temps vrai + équation du temps.

Le temps moyen est en quelque sorte le temps que nous fournirait un Soleil fantôme « moyen » tournant *régulièrement* autour de la Terre ; pour nos occupations terrestres, il est plus commode de mesurer le temps en temps moyen ; l'observation astronomique, en revanche, se fait en temps vrai : lorsqu'une pendule astronomique marque 24 heures, une pendule terrestre moyenne marque 23 heures 56 minutes environ. Toutes ces questions seront reprises systématiquement p. 125.

L'équation du temps.

Nous supprimons le signe $\odot$ pour la commodité de l'écriture ; α et λ représentent l'ascension droite et la longitude écliptique du Soleil, ϵ l'angle du plan de l'équateur et du plan de l'écliptique. On peut alors calculer l'ascension droite en fonction du temps, et faire apparaître la quantité C + R qui correspond à l'équation du temps :

$$\alpha \simeq \lambda - \mathrm{tg}^2\frac{\epsilon}{2}\sin 2\lambda \quad \text{et} \quad \lambda = l_o + M + 2e\sin M \quad \text{avec } M = n(t - t_o)$$

$$\downarrow$$

$$\alpha \simeq l_o + n(t - t_o) + 2e\sin n(t - t_o) - \mathrm{tg}^2\frac{\epsilon}{2}\sin 2[l_o + n(t - t_o)]$$

$$e = 0{,}01673 \text{ rad}$$

$$\text{d'où } 2e = 115'$$

$$\text{avec } \epsilon \simeq 23°27'$$

$$\text{d'où } \mathrm{tg}^2\frac{\epsilon}{2} \simeq 0{,}0431$$

$$\text{soit } \mathrm{tg}^2\frac{\epsilon}{2} \simeq 148'$$

partie proportionnelle au temps uniforme t $(nt + A)$	équation du centre réduite à sa partie principale (on a négligé les termes du second ordre) (C)	réduction à l'équateur limitée à sa partie principale (R)

$$\odot = (nt + A) + (C + R)$$

L'équation du temps est :

$$E = C + R - N\cos\epsilon$$

$$\text{avec } N = -17'',2.\sin\omega$$

(ω désignant la longitude écliptique du nœud ascendant de l'orbite lunaire).

Le Soleil calme.

La constante solaire.

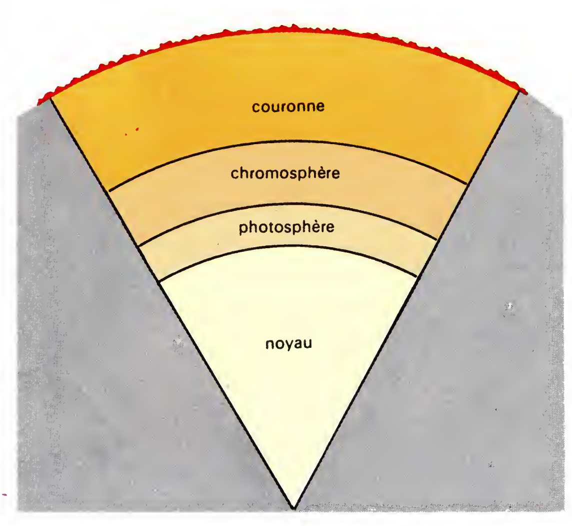
Comme nous l'avons dit plus haut, c'est l'enveloppe gazeuse du Soleil que nous voyons de la Terre, la *photosphère,* essentiellement composée d'atomes d'hydrogène et d'hélium ; le « foyer » du Soleil, la source d'énergie, se trouve sous cette atmosphère, dans le *noyau.* On a longtemps ignoré d'où venait cette énergie extraordinaire qui fait du Soleil un astre de feu (plus de quinze millions de degrés au centre, environ six mille degrés à la surface !) ; on sait maintenant qu'il s'agit non pas d'une combustion chimique — car le Soleil se serait déjà consumé — mais de réactions nucléaires qui libèrent, on le sait, des quantités énormes d'énergie. Pour nous autres, Terriens, une grandeur est particulièrement intéressante : c'est la quantité d'énergie reçue par un centimètre carré de surface au niveau de l'orbite terrestre en une minute : on l'appelle la *constante solaire* et elle vaut environ deux calories, ou , plus précisément :

$$\text{constante solaire} = 2{,}00 \pm 0{,}04 \text{ cal/cm}^2\text{/mn}$$

(la calorie est la quantité de chaleur nécessaire pour faire passer un gramme d'eau de 15° à 16°). Au niveau du sol, l'énergie est sensiblement inférieure.

A partir de cette constante solaire, on a pu mesurer le flux d'énergie libérée par le Soleil ; on parvient au chiffre fabuleux de 4.10^{23} kW, c'est-à-dire quarante mille milliards de milliards de kilowatts, soit mille six cents milliards de fois plus que la totalité de la puissance électrique produite aux États-Unis : un carré découpé dans la photosphère et de dimensions 20 × 20 mètres a une puissance rayonnée égale à la puissance totale de toutes les centrales électriques des États-Unis !

En étudiant l'énergie émise par les différentes couches de l'atmosphère solaire, et en tenant compte des lois générales de la physique, on a pu calculer la température, la pression et la densité aux différents niveaux du Soleil et de son atmosphère.



Les couches du Soleil. (L'épaisseur relative des couches n'a pas été respectée.)

La photosphère.

C'est la couche gazeuse qui enveloppe le Soleil et d'où nous parvient l'énergie solaire sous forme de radiations visibles (énergie lumineuse), de radiations invisibles (ultraviolets, infrarouges, rayons X, rayons γ et ondes hertziennes), et d'énergie calorifique. Du point de vue optique, l'énergie radiante qui nous parvient est plus intense au centre que sur les bords du Soleil, car lorsque nous regardons ou que nous photographions les *bords* du Soleil, la lumière nous parvient après avoir traversé obliquement la photosphère, donc nous parvient de la partie superficielle de cette couche, alors que, lorsque la ligne de visée est perpendiculaire à la surface solaire, ce sont les couches profondes de la photosphère que nous atteignons.

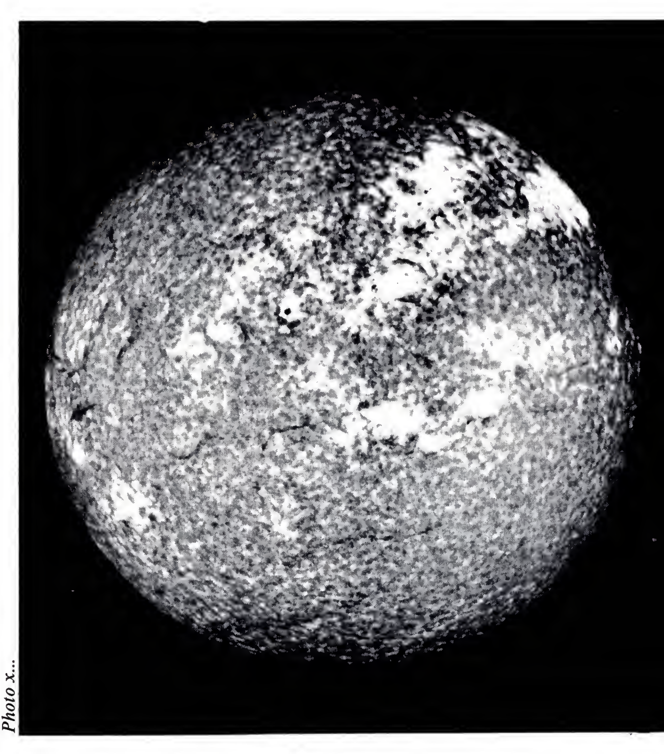
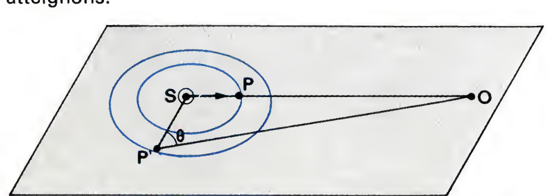


Photo x...

Le disque solaire vu au spectrohéliographe avec la raie ultraviolette du calcium le 9 mai 1959.



OP : ligne de visée perpendiculaire à la surface du Soleil : nous recevons l'énergie de la couche P, soit W. OP' : ligne de visée « oblique » ; l'énergie reçue parvient de la couche P', soit : $W' = W\cos\theta\,(W' < W)$.

Au début du XIX[e] siècle, Fraunhofer découvrit que le spectre solaire, en provenance de la photosphère, comprenait un fond continu correspondant à la plus grande partie de l'énergie émise par le Soleil, et des raies d'absorption dues à la présence, dans la photosphère, d'éléments chimiques que l'on put identifier par comparaison avec les spectres des différents corps que l'on peut réaliser en laboratoire. L'analyse de ce *spectre de Fraunhofer* permet d'établir les résultats suivants :

- *La brillance du spectre continu* décroît du centre aux bords (phénomène de l'assombrissement des bords) ; pour comprendre ce fait, il faut se reporter à la remarque du début de ce paragraphe : l'énergie lumineuse en provenance des « bords » est émise par la partie superficielle de la photosphère, où la température est de 4500 °K, alors que la lumière centrale a pour origine les couches basses de la photosphère, dont la température est de l'ordre de 8000 °K.

- *Le Soleil possède* un *spectre d'absorption* car la température passe par un minimum entre la photosphère et la chromosphère : les couches plus externes, plus froides, peuvent absorber certaines longueurs d'onde (cette absorption est due aussi à la présence, dans l'atmosphère terrestre, d'atomes ou de molécules susceptibles d'éteindre les raies en provenance de la photosphère : c'est en particulier le cas du méthane ; ces raies d'absorption, dues à l'atmosphère terrestre, sont appelées les *raies telluriques*).

Nom des couches	Épaisseur en kilomètres	Température en degrés K.	Pression (pression atmosphérique = 1).
Couronne	Jusqu'à plusieurs millions de kilomètres.	Environ 1 000 000°.	Variable.
Chromosphère	Environ 10 000 km.	De 5 à 20 000°.	Variable selon les niveaux.
Photosphère	Environ 300 km.	5 750° (en moyenne).	De 0,013 à 0,11.
Noyau	700 000 km.	15 000 000°.	De l'ordre de 1 000 000 000.

Les couches du Soleil.

● *On a dénombré à l'heure actuelle* plus de vingt-cinq mille raies spectrales dont les longueurs d'onde se situent entre 0,2932 μ et 1,350 μ (on constate que ces raies dépassent la bande strictement visible par l'œil humain comprise seulement entre 0,4 et 0,8 μ). Fraunhofer a donné à ces raies des dénominations alphabétiques; ces désignations sont encore utilisées de nos jours : ainsi l'hydrogène ($H\alpha$) émet la raie C de longueur d'onde $\lambda = 0,6563\ \mu$, le sodium émet deux raies, D_1 et D_2 de longueur d'onde respective 0,5896 et 0,5890 μ, etc. (ne pas confondre la lettre qui désigne la raie spectrale et le symbole atomique de l'élément correspondant : ainsi H et K, symboles atomiques respectifs de l'hydrogène et du potassium, désignent les raies du calcium).

Au total, on a dénombré, par l'analyse du spectre du Soleil, soixante-sept corps simples et quatorze composés (molécules diatomiques, c'est-à-dire à deux atomes); pratiquement, le Soleil comprend à peu près tous les éléments qu'on rencontre sur la Terre, à l'exception des éléments radio-actifs et instables (ceux qui occupent, dans la classification des atomes, les rangs les plus élevés); voici la proportion d'éléments rencontrés dans la photosphère :

Éléments	Numéro d'ordre dans la classification de Mendéléiev	Proportion de ces éléments dans la photosphère par rapport à l'hydrogène
Hydrogène	1	100
Hélium	2	15
Carbone	6	0,03
Azote	7	0,01
Oxygène	8	0,07
Néon	10	0,03
Sodium	11	0,00016
Magnésium	12	0,003
Silicium	14	0,003
Fer	26	0,0008

On constate que plus le numéro atomique est grand, moins l'élément est présent dans la photosphère; c'est en étudiant les raies spectrales du Soleil que Janssen et Lockyer découvrirent l'hélium, en 1868.

La chromosphère et la couronne.

La chromosphère s'observe lors d'une éclipse totale de Soleil : les observateurs ont une vingtaine de secondes pour photographier la chromosphère, au début et à la fin de l'éclipse; la partie de cette couche la plus voisine de la photosphère (soit, à peu près, les trois mille premiers kilomètres « au-dessus » de la photosphère) n'est susceptible d'être photographiée que pendant deux ou trois secondes, d'où le nom de *spectre éclair* donné au spectre de cette région. A l'analyse spectrale, on constate que la chromosphère contient les mêmes raies que la photosphère, mais que le spectre éclair est un *spectre d'émission* et non un spectre d'absorption. En revanche, les propriétés physiques de la chromosphère ne sont plus celles de la photosphère : la température augmente au fur et à mesure qu'on s'éloigne du centre du Soleil (c'était le contraire pour la photosphère), la densité, devenue très faible, décroît très lentement et, fait le plus remarquable, une même couche comprend des régions chaudes et des régions froides, alors qu'une même couche de la photosphère était toujours à la même température : il n'y a pas dans la chromosphère d'équilibre thermodynamique local et les couches ne sont pas homogènes physiquement.

La *couronne* est elle aussi observable lors d'une éclipse totale, car son éclat maximal est égal au millionième de l'éclat de la photosphère; le *coronographe de Lyot* (v. p. 36) permet de l'étudier en dehors de ces conditions exceptionnelles. Elle a l'aspect d'un halo lumineux s'étendant très loin du Soleil. L'analyse spectrale fournit deux spectres nettement distincts :

Spectre	Origine	Aspect	Nature de la lumière
Spectre K	Fourni par la couronne interne (c'est le *spectre coronal* proprement dit).	Spectre continu + raies d'émission (*raies coronales*).	Fortement polarisée.
Spectre F	Fourni par la couronne externe, il est dû à la diffusion de la lumière solaire par les poussières interplanétaires.	C'est le spectre de Fraunhofer.	Non polarisée.

Les trois raies les plus intenses du spectre K sont celles du fer et du calcium fortement ionisées; on les désigne par Fe X, Fe XIV, et Ca XV, et elles correspondent respectivement aux longueurs d'onde : 0,6374 μ, 0,5303 μ, et 0,5694 μ.

Les caractéristiques physiques de la couronne (température énorme, densité extrêmement faible) ne sont pas constantes; leur variation considérable provient de la sensibilité particulière de la région coronale à l'activité solaire (voir ci-dessous). Les particules ionisées qui s'agitent dans la couronne peuvent échapper à l'attraction solaire, à la fois à cause de la vitesse que leur confère leur agitation thermique et de leur pression (déséquilibre hydrostatique de la couronne); il en résulte un déplacement dans l'espace de ces particules électrisées. Au voisinage de la Terre, les sondes spatiales ont montré qu'elles se déplacent à des vitesses voisines de 350 km/h; elles peuvent être influencées par le champ magnétique terrestre et provoquer, dans l'atmosphère polaire, des phénomènes lumineux appelés *aurores polaires* (*aurore boréale* et *aurore australe*). On appelle *vent solaire* ce déplacement d'ions et d'électrons en provenance du Soleil; c'est le vent solaire qui serait responsable de la formation et de l'orientation de la queue des comètes (v. p. 70).

Quelques questions concernant la structure du Soleil.

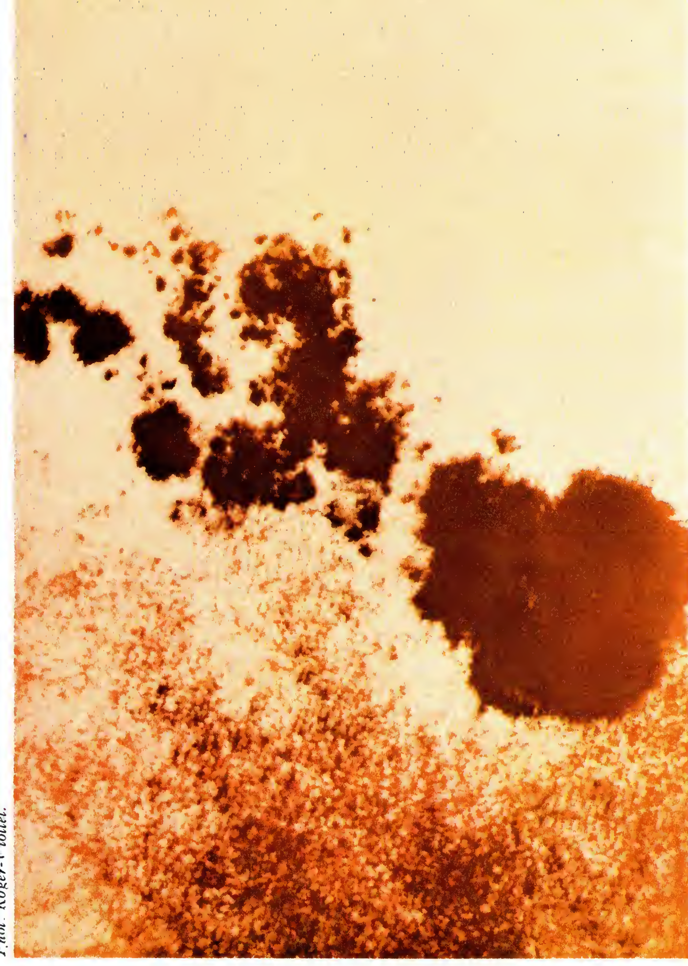
Voir le tableau ci-contre

Questions	Réponses
Quelle est la nature des *grains de riz* de la photosphère ?	Ce sont des bulles de Soleil gazeuses de quelques centaines de kilomètres de diamètre qui proviennent des couches situées sous la photosphère; on les appelle aussi des *granules*. Leur température est plus élevée que le milieu photosphérique dans lequel ils apparaissent (250 à 300° de plus), et ils s'élèvent dans ce milieu, où ils se fragmentent et se diluent en quelques minutes. (On a pu observer la vie d'un granule à l'aide d'observations cinématographiques.)
Quel est le rôle des grains de riz ?	Ils transportent de la chaleur et chauffent par conséquent la photosphère, un peu comme un courant d'air chaud chauffe une chambre; ce transport de la chaleur s'appelle un *courant de convection* et la zone sous-photosphérique d'où il part la *zone convective* du Soleil.
Ces mouvements de convection sont-ils discernables ?	Oui. Les courants de convection font vibrer l'atmosphère solaire, tout comme un son fait vibrer l'air. Il y a donc une sorte de vibration de la surface du Soleil (chaque oscillation complète dure environ cinq minutes... alors que les vibrations sonores les plus graves que l'oreille humaine puisse percevoir ont une période mille fois plus courte). Au total, l'ascension des granules dans la photosphère et les oscillations locales se traduisent par un déplacement des raies spectrales (élargissement et déplacement en zigzag des raies); ce déplacement correspond à l'effet Doppler.
Que devient cette énergie acoustique ?	Elle se propage vers le haut (vers la chromosphère), et son intensité augmente au fur et à mesure qu'elle s'élève; les ondes deviennent des *ondes de choc* et elles fournissent l'énergie nécessaire au chauffage exceptionnel de la chromosphère et de la couronne.
Quelle est la structure de la chromosphère ?	Elle est complexe; dans l'état actuel de nos connaissances, on constate, au niveau le plus bas, des petits filets de matière qui constituent, tout autour de la photosphère, une frange dont les éléments (les *spicules*) montent jusqu'à la couronne à la vitesse de 30 km/s. Les jets de matière s'agglomèrent et forment le *réseau chromosphérique*; les nœuds de ce réseau (*flocules*) correspondent à l'existence, en leur point, d'un champ magnétique. Tout le reste de la chromosphère comprend des éléments agités sans ordre apparent : c'est la *turbulence* chromosphérique.
Qu'est-ce que la lumière zodiacale ?	C'est une diffusion de la lumière solaire par les poussières interplanétaires; on l'observe peu avant le lever ou peu après le coucher du Soleil, par nuit pure et sans Lune, sous la forme d'une faible traînée lumineuse dans le ciel.

L'activité solaire.

Le Soleil est une étoile stable stationnaire et l'énergie qu'il émet sous forme de lumière visible, de rayons ultraviolets et infrarouges, est remarquablement constante (la constante solaire est invariable à 1 % près). Mais ce « calme » solaire n'est qu'une apparence; il se produit, en fait, à tous les niveaux observables, des transformations énergétiques qui peuvent être notamment enregistrées en radioastronomie. Cette *activité* solaire s'accompagne de phénomènes visibles : les *taches solaires*, les *protubérances*, ou invisibles (mais enregistrables spectralement et radio-électriquement) : les *éruptions solaires* et les *sursauts*. L'activité solaire est variable et passe par un maximum tous les *onze ans;* ce cycle du Soleil a été découvert en 1851 par l'Allemand Schwabe, un siècle et demi après que Galilée eut, à l'aide de la première lunette astronomique, observé l'existence des taches du Soleil.

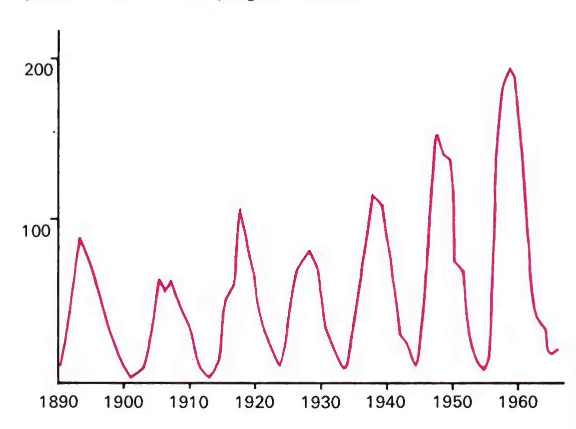




Taches solaires.
Sur la vue d'ensemble, on remarquera que le bord du disque est plus sombre que le centre, ce qui permet d'y distinguer des plages claires, les facules. Sur la photographie à droite, on aperçoit la tache principale et les taches annexes.

Les taches solaires.

Ce sont des centres d'activité qui apparaissent dans une zone de latitude inférieure à 40°. Une tache comprend une zone centrale très noire, l'*ombre*, entourée d'une *pénombre ;* on distingue des taches simples (unipolaires), doubles (bipolaires) et complexes ; leur dimension varie de deux mille à cent mille kilomètres de diamètre. Lorsqu'une d'elles est très voisine du bord du disque solaire, elle est entourée d'une auréole blanche et brillante, la *facule ;* les facules apparaissent aussi sur la chromosphère (où elles sont plus étendues et où elles prennent le nom de *plages faculaires*).



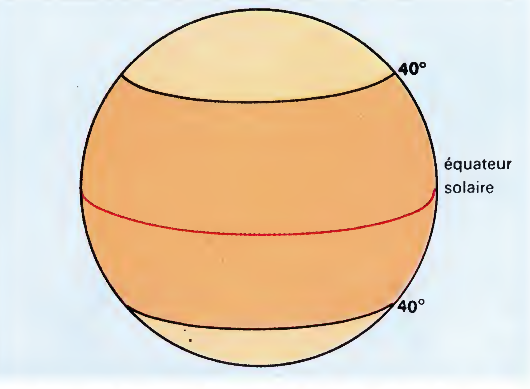
***Variations de l'importance des taches solaires de 1890 à 1965. La dernière année d'activité solaire maximale est 1980 (treize groupes de taches par jour en moyenne entre juillet 1979 et juin 1980) ; les observations ont été faites hors de l'atmosphère terrestre, grâce au satellite spécialisé* SMM (Solar maximum mission).**

• *Évolution d'une tache solaire.* Lorsqu'une tache solaire apparaît sur le bord est du disque solaire, elle est visible pendant plusieurs jours, mais elle se déplace d'est en ouest sur le disque, ce qui est une preuve de la rotation du Soleil sur lui-même. Pendant toute la période où elle est visible, la tache s'agrandit, d'autres taches plus petites apparaissent à sa suite, un *filament* peut apparaître entre les taches ; puis le centre actif atteint sa surface maximale, et en reste à ce stade pendant quelques jours, pour décroître et finalement disparaître. Cette évolution peut durer parfois plusieurs mois ; on a constaté que les éruptions solaires s'observaient souvent pendant la période de croissance des taches. Le nombre total des taches solaires visibles en un même temps à la surface du Soleil est désigné *f*, tandis que le nombre de *groupes de taches* se représente par *g* ; à partir de cela, on calcule le nombre :

$$n = K(f + 10g)$$

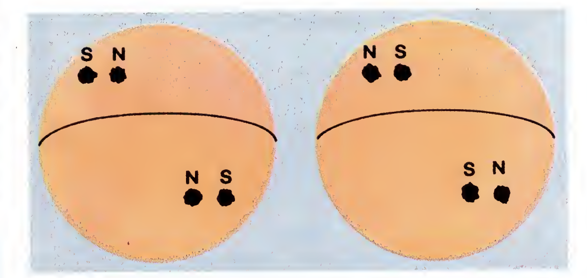
K : coefficient expérimental.

Ce nombre *n*, dit *nombre de Wolf*, caractérise l'importance des taches à un instant donné ; Wolf a d'ailleurs reconstitué les valeurs moyennes de cet indice depuis 1749 ; la répartition est nettement périodique : *n* atteint une valeur voisine de zéro en 1711, 1722, 1733, 1744, etc., et une valeur maximale en 1706, 1717, 1728, etc., ce qui suggère une variation périodique de l'activité solaire, de période égale à onze ans. En fait, les choses ne sont pas aussi simples : la période n'est pas toujours égale à onze ans (elle varie de sept à quatorze ans), l'importance des maximums varie aussi : le maximum en 1947 valait plus de trois fois le maximum atteint en 1816 par exemple. Il est à noter que, si l'on mesure l'importance des taches par leur surface totale (méthode employée pour la première fois en 1874), on obtient une courbe de variation analogue à la courbe de Wolf. Enfin, on a proposé (Wolf) une période de quatre-vingts ans qui correspondrait à la variation des maximums et une période de quatre cents ans (Link), correspondant à la fréquence des aurores polaires et à celle des comètes.



La bande centrale est la zone royale où apparaissent les taches solaires.

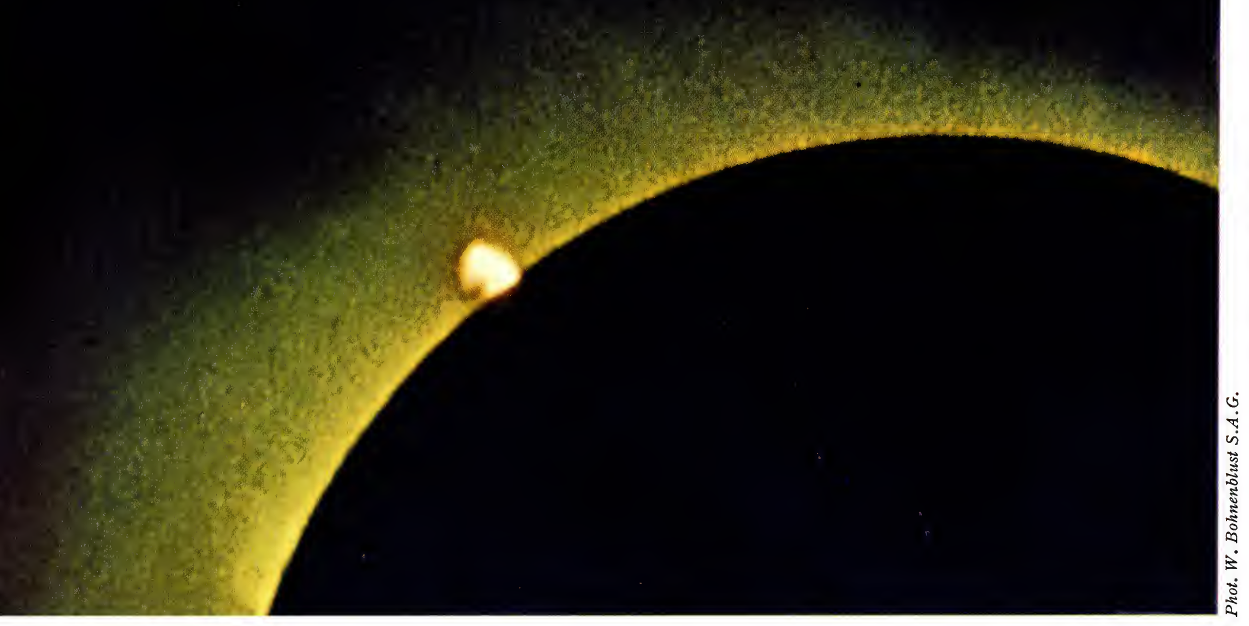
• *Magnétisme solaire.* Sous l'influence d'un champ magnétique, les raies spectrales sont dédoublées ou triplées (c'est l'*effet Zeeman*) ; Hale a remarqué, en 1908, que les raies spectrales dans les taches étaient ainsi décomposées : il en a conclu à l'existence d'un champ magnétique au niveau des centres actifs, ce qui explique l'allure des filaments chromosphériques correspondants qui se disposent en vrilles (les *solars vortices*), selon les lignes de force de ces champs. Les champs en question varient de 0,01 à 0,3 tesla pour les centres les plus importants (ce qui est notoirement plus grand que le champ terrestre, le champ qui oriente l'aiguille d'une boussole et dont la composante horizontale vaut 0,00002 tesla ; les électro-aimants de laboratoires peuvent fournir des champs très supérieurs à 0,3 tesla). La plupart des taches sont bipolaires, et l'on constate qu'elles se comportent comme des aimants, l'une des taches étant le pôle Nord et l'autre le pôle Sud ; on observe que cette polarité s'inverse dans les deux hémisphères solaires tous les onze ans environ :



Cycle numéro 1 : les polarités sont inversées dans les deux hémisphères (SN en haut et NS en bas).

Cycle numéro 2 : Il y a inversion de polarité par rapport au cycle précédent.

• *Les taches solaires sont dix fois moins brillantes* que la photosphère qui les entoure, elles sont donc plus froides (l'écart de température est d'environ 1 500°), et le gaz solaire ainsi refroidi est moins opaque que la photosphère : près des bords du Soleil, l'effet est encore plus sensible et les taches apparaissent comme des « creux » dans la photosphère : c'est l'*effet Wilson.* D'autre part, on observe un transport de matière par convection du centre de la tache vers la photosphère, un peu comme si elle se vidait dans la photosphère : c'est l'*effet Evershed* (le même phénomène se produit en sens contraire dans la chromosphère). Ces deux effets sont vraisemblablement dus à l'existence d'un champ magnétique qui tend à ralentir la convection et, par conséquent, à refroidir la zone photosphérique intéressée.



Phot. W. Bohnenblust S.A.G.

Protubérances solaires photographiées lors d'une éclipse.
Ce sont d'énormes « flammes » de matière dont la température est plus basse que celle de la couronne (20 000° K) ; plus denses que le gaz coronal, elles sont soutenues par le champ magnétique solaire. Les protubérances quiescentes *s'étalent souvent sur plus de 200 000 km de long et peuvent atteindre des hauteurs considérables (on en a observé une de 800 000 km de haut!) ; dans certains cas, elles peuvent devenir* actives : *elles sont alors plus brillantes et peuvent disparaître en peu de temps.*



Phot. Palais de la Découverte.



Phot. U.S.I.S.

Les protubérances.

En cachant le disque solaire à l'aide d'un écran, on peut observer, se projetant sur la chromosphère, des filets sombres de formes très diverses : ce sont les *protubérances solaires.* On pense que les protubérances sont contrôlées par le champ magnétique des centres actifs. Les protubérances sont dites quiescentes lorsqu'elles apparaissent au moment de la maturité d'un centre actif ; ce sont des nappes gazeuses de plusieurs centaines de milliers de kilomètres de large et qui s'élèvent jusqu'à plus de cent mille kilomètres dans la couronne ; elles peuvent être aspirées par le centre actif, elles sont dites alors *protubérances actives* et elles deviennent *protubérances éruptives* lorsqu'il y a éjection de matière dans l'espace interplanétaire à des vitesses d'éjection de plusieurs centaines de kilomètres par seconde.

Les éruptions solaires.

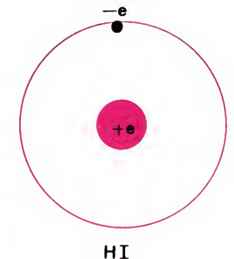
Le 1er septembre 1859, l'Anglais Carrington observa, en lumière blanche, une augmentation considérable de brillance en un point du disque solaire ; cette *éruption* dura cinq minutes et s'éteignit. Cette observation est exceptionnelle, car les éruptions solaires s'accompagnent d'une émission qui n'est visible que sur les longueurs d'onde des raies de l'hydrogène (les raies $H\alpha$) ou du calcium (raies HK) ; il faut donc, en général, filtrer l'image du Soleil à ces longueurs d'onde avec un spectrohéliographe pour les apercevoir. En même temps, on constate la projection dans l'espace, à plus de deux cent mille kilomètres, de jets de matière (les *surges,* selon la terminologie anglaise) ; une observation systématique montre qu'au cours d'une telle éruption le Soleil envoie dans l'espace, outre ses nappes gazeuses, des particules de grande valeur énergétique (les *rayons cosmiques*), des rayons ultra-violets et des rayons X (observés à l'aide de sondes spatiales et de stations satellites : l'atmosphère terrestre fait écran à ces rayons et on ne peut les enregistrer au sol). Les astronomes classent les éruptions selon leur intensité, de 1 — pour les plus faibles à 3 + pour les plus puissantes. Le 12 novembre 1960, une éruption du type 3 + a été observée en un point du Soleil désigné par « centre 15 114 » (classification de l'observatoire du mont Wilson) ; les émissions de radiations liées à cette éruption provoquèrent une extinction des communications ondes courtes et la matière envoyée dans l'atmosphère terrestre sous forme de protons et de particules ionisées (ce qu'on appelle des plasmas) entraîna des aurores polaires, des orages magnétiques ainsi qu'une augmentation des rayons cosmiques, etc.

Les éruptions solaires ont lieu au moment où les centres actifs atteignent leur maximum d'intensité ; les nombreux phénomènes qui les accompagnent interdisent de les comparer à nos éruptions volcaniques. Les progrès de la radioastronomie ont permis de les étudier sous un angle nouveau, mais leur origine est encore inexpliquée ; il semble que ce soit l'instabilité des champs magnétiques des régions actives qui les provoque : la destruction d'une partie de ce champ romprait l'équilibre des masses gazeuses et en provoquerait la condensation à très hautes températures ; l'énergie totale libérée étant alors de 10^{18} kWh (un milliard de milliards de kWh), elle serait cédée en particulier aux particules qui constituent les rayons cosmiques ; les astrophysiciens n'ont pas encore expliqué comment les rayons cosmiques parviennent à s'évader de l'atmosphère solaire.

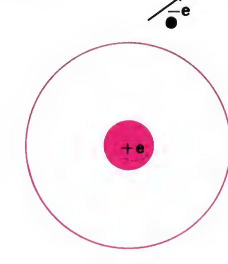
Étude de l'émission radio du Soleil.

Origine des ondes radio du Soleil.

On sait que les débuts de la radioastronomie datent de l'observation par J.-S. Hey, publiée en 1945, des radio-émissions du Soleil ; l'intérêt de la radioastronomie solaire tient à l'origine et aux circonstances particulières de ces émissions. En effet, les ondes lumineuses proviennent des atomes et des molécules neutres ou partiellement ionisées, c'est-à-dire qu'elles sont émises par de la matière « normale » ou « à peu près normale »... si tant est que les très hautes températures de la photosphère et de la chromosphère soient des conditions « normales » ; un atome d'hydrogène, par exemple, est neutre électriquement à l'état naturel ; son noyau comprend un *proton,* chargé d'électricité positive + *e*, et autour de ce noyau tourne un *électron,* chargé de l'électricité négative — *e* : l'ensemble est électriquement neutre. Mais si, dans des conditions données, l'atome perd ou fixe un ou plusieurs électrons, il n'est plus neutre : on dit qu'il est *ionisé* positivement ou négativement.



Atome neutre d'hydrogène, symbole : H I.



Ion hydrogène positif (perte de l'électron), symbole : H II (hydrogène ionisé une fois).

La lumière émise (sous forme de raies spectrales) par un atome n'est pas la même suivant qu'il est neutre, ionisé une fois, ionisé deux fois, etc. ; étant donné une masse gazeuse portée à très haute température, un certain pourcentage des particules qui la composent sont ionisées, d'autres sont neutres et toutes ces particules émettent des ondes visibles (raies spectrales).

On distingue un état spécial de la matière, appelé *plasma,* dans lequel une partie des atomes est ionisée : le plasma est donc composé d'atomes neutres, d'ions et d'électrons (il reste électriquement neutre). Les deux dernières espèces de particules sont chargées et autorisent la propagation d'ondes particulières appelées *ondes de plasma* qui sont ainsi dues à l'interaction coulombienne (électrostatique) des particules chargées (électrons principalement). Dans certaines conditions encore peu claires à l'heure actuelle, ces ondes de plasma (ondes de densité, ondes matérielles) peuvent se transformer en ondes électromagnétiques.

Les ondes radio proviennent essentiellement des plasmas, c'est-à-dire des gaz complètement ionisés. Les fréquences émises dépendent de la densité électronique du milieu (nombre d'électrons par unité de volume), à laquelle elles sont liées par la relation :

$$f = 9\sqrt{N_e}$$

N_e : nombre d'électrons par mètre cube
9 est une approximation de 8,97.

Ainsi dans la basse chromosphère, où $N_e = 10^{18}$, on aura :

$f = 9\sqrt{10^{18}} = 9 \times 10^9$ (9 milliards de vibrations par seconde).

Cette fréquence correspond à la longueur d'onde :

$$\lambda \text{ cm} = \frac{c^{cm}}{f} = \frac{30\,000\,000\,000}{9\,000\,000\,000} \simeq 3 \text{ cm}$$

Pour recevoir les ondes solaires, il suffit d'orienter l'antenne du radiotélescope vers une région donnée, et de régler le récepteur sur une longueur d'onde choisie à l'avance, tout comme on règle son transistor sur la longueur d'onde des postes émetteurs qu'on veut écouter. Comme la longueur d'onde est liée à la fréquence, et que celle-ci dépend de la densité du plasma émetteur, par conséquent de sa température, on peut réaliser des « écoutes » du Soleil sélectives à 6 000° (λ = 1 cm), à 18 000° (λ = 3 cm), à 800 000° (λ = 1 m), etc.

Le Soleil émet trois sortes d'ondes radio : l'émission du Soleil *calme,* l'émission dite *composante lentement variable* et des émissions brutales : les *sursauts* du Soleil.

Les émissions thermiques du Soleil.

Le Soleil calme, c'est-à-dire considéré en dehors des périodes d'éruption, émet régulièrement des ondes radio dont les longueurs d'onde s'échelonnent de un millimètre à dix mètres ; ce rayonnement ne dépend que de la température du milieu, on l'appelle le rayonnement thermique du Soleil ; il obéit aux lois de Planck et de lord Raleigh et la mesure de l'intensité de ce rayonnement permet de calculer la température du Soleil. On obtient

des petites longueurs d'onde (de l'ordre du centimètre) dans la basse chromosphère, où la température est de l'ordre de 10 000°, et de grandes longueurs d'onde (ondes métriques), dans la couronne où la température atteint le million de degrés. Il est à noter que le Soleil observé radioastronomiquement est plus « large » que le Soleil optique, puisque les émissions sont reçues de la chromosphère et même de la couronne. Les caractères fondamentaux de ces émissions sont résumés ci-dessous :

Longueur d'onde utilisée.	Origine de l'émission.	Caractère de l'émission.
De 1 m à 10 mètres environ.	Chromosphère et couronne (rayonnement thermique).	Émission stable (Soleil calme).
Ondes centimétrique et décimétrique.	La couronne au-dessus des plages faculaires (zone de *condensation coronale*).	Émission lentement variable due à une augmentation de la densité coronale en liaison avec les taches solaires.

Les sursauts solaires.

On appelle ainsi les émissions radio-électriques qui accompagnent les éruptions solaires découvertes par Carrington en 1850. Les radios amateurs et les radio-électriciens avaient souvent vu leur liaison perturbée par des « bruits », des « parasites » inhabituels ; en 1936, un Japonais, Arakawa, avait remarqué que ces bruits et les fadings (baisse de niveau) qui les précédaient ne se produisaient que le jour : il avait rattaché ces phénomènes au Soleil ; ce sont ces mêmes émissions qui brouillèrent, en 1942, les radars de Hey. Depuis la fin de la Seconde Guerre mondiale, on a étudié, classé, analysé les sursauts solaires ; les principaux résultats de cette étude sont indiqués dans le tableau ci-dessous.

Les sursauts de type II et IV sont rares, mais très intenses. Les sursauts de type IV libèrent une énergie qui accélère des protons et des électrons et leur confère une vitesse relativiste (on nomme ainsi les vitesses voisines de celle de la lumière) ; ces protons parviennent sur la Terre : ce sont des *rayons cosmiques solaires.* Ils sont déviés par le champ magnétique terrestre et n'atteignent pas le sol : on ne peut les observer qu'à l'aide de sondes spatiales et de satellites artificiels, de préférence dans les régions polaires.

En outre, on a montré (Störmer et Birkeland) que le Soleil émet des particules électrisées de basse énergie (environ 1 keV) ou de haute énergie (jusqu'à 200 MeV), ces dernières à l'occasion de certaines éruptions. Ces émissions ont des répercussions sur l'environnement terrestre (voir p. 116) : la chute de *Skylab* en 1979 ou les pannes spectaculaires d'électricité qu'a connues New York en mai 1969 et en août 1972, par exemple, leur sont reliées.

Le Soleil, centrale nucléaire.

D'où le Soleil tire-t-il son énergie ?

On a pu mesurer l'âge de la Terre par des méthodes fondées sur la radioactivité ; on estime que les plus anciens éléments ont environ 4,5 milliards d'années. Par ailleurs, il est acquis que le « climat » de la Terre — à quelques variations près — n'a pas changé considérablement depuis un milliard d'années ; il faut donc supposer que le Soleil lui-même n'a pas changé d'état depuis au moins un milliard d'années. Toutes les explications des astrophysiciens du XIXe siècle étaient incapables de rendre compte de cette source, en apparence intarissable, d'énergie. On sait maintenant que le Soleil tire son énergie de gigantesques réactions thermonucléaires qui se produisent en son centre : le Soleil est une sorte de prodigieuse bombe atomique (bienfaisante !) née il y a cinq milliards d'années et susceptible de vivre encore, en fonctionnant dans les mêmes conditions que maintenant, pendant cinq milliards d'années.

Les transformations atomiques qui se produisent aboutissent toutes en une transformation d'hydrogène en hélium :

hydrogène → hélium + énergie

et elles se font selon deux cycles : le cycle *proton-proton* et le cycle de *Bethe,* étudiés ci-après. Quelques chiffres méritent d'être cités :

Composition du noyau central à la naissance du Soleil.	deux tiers d'hydrogène, un tiers d'hélium.
Température au centre de l'astre.	15 millions de degrés.
Pression au centre de l'astre.	150 milliards d'atmosphères.
Densité gazeuse au centre de l'astre.	deux cents fois celle de l'eau.
Puissance rayonnée par le Soleil.	4×10^{23} kW.
Énergie fournie par la transformation de un milligramme d'hydrogène en photons.	25 000 kWh.
Consommation journalière d'hydrogène par le Soleil (environ).	260 milliards de tonnes ! (avec ce débit, le Soleil pourrait encore vivre plus de 100 milliards d'années).

Le cycle proton-proton.

Rappelons qu'un noyau atomique comprend des protons et des neutrons, les premiers chargés positivement et les seconds neutres du point de vue électrique ; on connaît trois types de noyau d'hydrogène : l'hydrogène ordinaire (un proton), l'hydrogène lourd ou *deutérium* (un proton, un neutron) et le *tritium* (un proton, deux neutrons) ; de plus un proton peut être considéré comme l'association d'un neutron et d'un positon chargé électriquement.

Les réactions nucléaires, libérant de grandes quantités d'énergie, n'interviennent qu'à très hautes températures, on les appelle réactions thermonucléaires ; les cortèges d'électrons qui accompagnent normalement le noyau d'un atome n'interviennent pas — sinon accessoirement — dans les réactions de ce genre : nous nous limiterons donc à étudier le cycle énergétique du Soleil au niveau des noyaux des atomes. Le cycle proton-proton se fait en trois étapes.

1re étape :

proton + proton → hydrogène lourd + positon + neutrino
$^{1}H + {}^{1}H \rightarrow {}^{2}H + e^{+} + n$

2e étape :

Hydrogène lourd + proton → Hélium 3 + 1 photon d'énergie
$^{2}H + {}^{1}H \rightarrow {}^{3}He + W$

3e étape :

Hélium 3 + Hélium 3 → Helium 4 + 2 protons
$^{3}He + {}^{3}He \rightarrow {}^{4}He + {}^{1}H + {}^{1}H$

L'Hélium 3 a un noyau composé de 2 protons et d'un neutron ; l'hélium « ordinaire », ^{4}He, possède 2 protons et 2 neutrons.

Le cycle de Bethe.

Ce cycle fait intervenir, outre l'hydrogène, le carbone.
Il se déroule en six temps, avec libération d'énergie radiante aux phases 1, 3 et 4 ; la succession des opérations est la suivante :

1 - Carbone + proton → Azote 13 + photon
$^{12}C + {}^{1}H \rightarrow {}^{13}N + W$

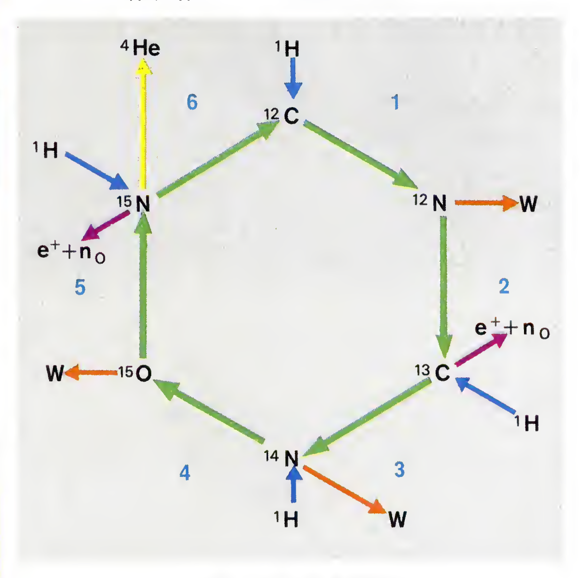
2 - Azote 13 → Carbone 13 + positon + neutrino
$^{13}N \rightarrow {}^{13}C + e^{+}$

3 - Carbone 13 + proton → Azote 14 + photon
$^{13}C + {}^{1}H \rightarrow {}^{14}N + W$

4 - Azote 14 + proton → Oxygène 15 + photon

5 - Oxygène 15 → Azote 15 + positon + neutrino
$^{15}O \rightarrow {}^{15}N + e^{+}$

6 - Azote 15 + proton → Carbone 12 + Hélium 4
$^{15}N + {}^{1}H \rightarrow {}^{12}C + {}^{4}He$



Le cycle de Bethe.

Dans les deux cas, l'hydrogène se transforme peu à peu en hélium ; lorsque le noyau solaire aura transformé tout son hydrogène, l'astre se contractera, son énergie gravitationnelle diminuera au profit de l'énergie thermique et les nouvelles conditions à l'intérieur du noyau permettront la combustion de l'hélium en éléments plus lourds, et quand l'hélium aura été entièrement consumé, le Soleil évoluera vers le stade d'une étoile naine blanche, étoile éteinte qui se refroidira et disparaîtra. A ce moment, comme le remarque l'astronome Raymond Michard :

> *La phase actuelle de combustion régulière de l'hydrogène dans le noyau est susceptible de durer encore cinq milliards d'années ; durant ce délai, supérieur à l'âge de la Terre, l'évolution des êtres vivants se poursuivra sans doute, aboutissant à des espèces imprévisibles, si étrangères à l'humanité actuelle, que leur destin final ne peut que nous laisser indifférents.*

Les sursauts solaires.

Type des sursauts.	Origine.	Longueur d'onde.	Durée du phénomène.	Processus de formation.
I (« orage de bruits »).	Au-dessus d'une grande tache solaire.	Ondes métriques.	Moins d'une 1/2 seconde.	?
II	Éruption chromosphérique.	Ondes métriques dont la longueur d'onde augmente lentement (ondes à dérive lente).	Quelques minutes.	Oscillations du plasma provoquées par des nuages de particules électriques se déplaçant à la vitesse (relativement faible) de 1 000 km/s. Ces perturbations parviennent à la Terre où elles provoquent des aurores polaires, l'interruption de liaisons radios, et des orages magnétiques.
III	Éruption chromosphérique.	Ondes métriques à dérives rapides.	Quelques secondes.	Oscillations du plasma provoquées par un agent excitateur (inconnu) se déplaçant à la vitesse de 100 000 km/s (vitesse relativiste).
IV	Éruption chromosphérique.	Toutes longueurs d'onde ; émissions stables sans dérive.	De l'ordre de l'heure.	Rayonnement émis par des électrons dont la vitesse se rapproche de celle de la lumière (électrons relativistes) et qui sont « pris au piège » dans un champ magnétique (c'est l'*effet synchrotron*).

Phot. Usis.

La Lune.
Remarquer en haut et au centre le cratère Tycho et en dessous et à droite les cratères Copernic et Kepler.

LA LUNE.

Généralités.

La Lune, satellite de la Terre.

Tournant autour de la Terre, présente tous les soirs au-dessus de l'horizon, sauf lorsqu'elle est nouvelle, la Lune est si proche de notre planète, tellement liée à son mouvement et à sa vie, que l'ensemble Terre-Lune est souvent appelé une *planète double.* Si l'on veut se faire une idée des dimensions relatives de la Terre, de la Lune et du Soleil, on peut se représenter la Terre comme une bille de 1 cm de rayon : la Lune serait située à 60 cm, et aurait un rayon de 2,7 millimètres; le Soleil serait à 234 mètres et aurait 109 centimètres de rayon; le Soleil *ne pourrait pas passer entre la Terre et la Lune.*

Phases et lunaisons.

La Lune tourne autour de la Terre en un peu moins d'un mois; dans le même temps, elle tourne sur elle-même : en conséquence, elle présente toujours la même face à un observateur terrestre et l'on ne connaît l'autre face de la Lune que depuis les premières photos prises par l'engin spatial *Lunik III* en octobre 1959.

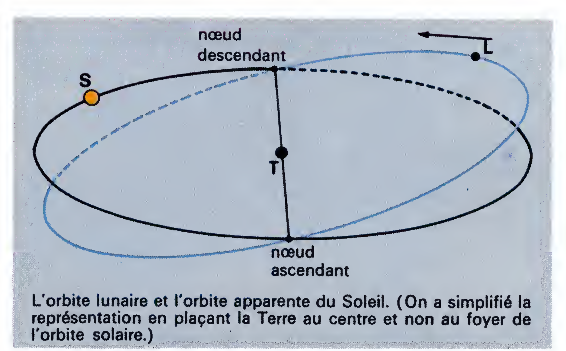
On sait, d'autre part, que la Lune est un astre éteint; elle réfléchit la lumière du Soleil et c'est pourquoi elle nous paraît éclairée : quand le disque lunaire est éclairé tout entier, c'est la *Pleine Lune,* quand l'éclairement est partiel, il s'agit des *quartiers lunaires,* quand le disque n'est pas éclairé par le Soleil, il y a *Nouvelle Lune.* Cette variation d'éclairement du satellite s'appelle les *phases de la Lune;* la Nouvelle Lune et la Pleine Lune sont les *syzygies.*

Le temps qui sépare deux syzygies consécutives est variable; sa valeur moyenne est le *mois lunaire* ou *lunaison* : vingt-neuf jours et demi environ; on l'appelle la *révolution synodique* de la Lune et c'est en lunaisons que les Mésopotamiens mesuraient le temps. On détermine aussi le temps qui sépare deux positions identiques de la Lune par rapport aux étoiles fixes *(révolution sidérale)* ou par rapport à l'équinoxe de printemps *(révolution tropique).* Les révolutions *anomalistiques* et *draconitiques* seront définies plus bas. Ces quatre révolutions ont toutes une valeur voisine de 27 jours.

Mouvements de la Lune.

Éléments de l'orbite lunaire.

Si l'on néglige toute influence gravitationelle du Soleil et des autres planètes, la Lune décrit autour de la Terre



L'orbite lunaire et l'orbite apparente du Soleil.

une ellipse dont la Terre occupe un des foyers, conformément aux lois de Kepler et de Newton; son orbite est inclinée de 5°8′ (exactement : 5°8′43″,427) sur le plan de l'écliptique et coupe ce plan selon la *ligne des nœuds* (nœud ascendant et nœud descendant).

L'excentricité de cette orbite est 0,054 900 489. Si l'on se reporte à une table donnant la position du *périgée lunaire* (point où la Lune est la plus proche de la Terre) et du nœud ascendant, on constate que ces deux éléments

1 2 3 4

5 6 7 8

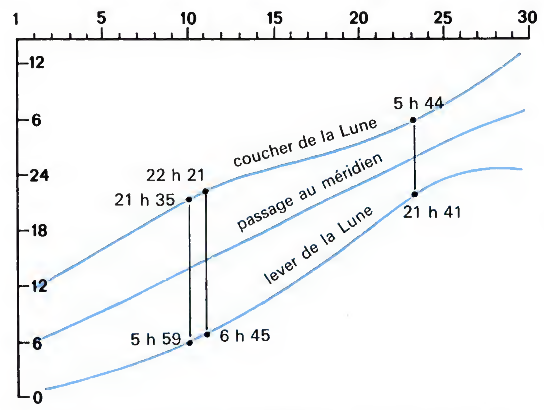
Phot. Observatoires du Mont-Wilson et du Mont-Palomar

Les phases de la Lune.
1. La Lune à 3 jours. 2. A 5 jours. 3. Au Premier Quartier. 4. A 14 jours.
5. A 20 jours. 6. Au Dernier Quartier. 7. A 23 jours. 8. A 26 jours.

varient avec le temps : le périgée fait un tour complet en un peu moins de 9 ans (exactement 3 232,6 jours) et le nœud ascendant un tour complet d'écliptique dans le sens rétrograde en un peu plus de dix-huit ans et demi (exactement : 6 793,5 jours).

Trajectoire apparente de la Lune.

La trajectoire de la Lune dans le ciel semble très irrégulière : les heures de lever et de coucher, le temps pendant lequel elle reste visible dans le ciel, sa hauteur au-dessus de l'horizon sont, en apparence, très « fantaisistes » ; ces irrégularités sont provoquées par les fluctuations de l'orbite lunaire que nous venons d'évoquer et par les inégalités de l'inclinaison (qui varie de 18′ en 173 jours) ; on a dénombré, en outre, plus de mille facteurs de perturbations (influence de la Terre, des autres planètes, etc.) : la prévision du mouvement de la Lune est donc un des problèmes les plus difficiles de l'astronomie de position. On peut cependant se faire une idée générale de la situation de la Lune dans le ciel selon les différents moments de l'année. Ainsi, en été, les Nouvelles Lunes sont hautes dans le ciel et les Pleines Lunes basses sur l'horizon alors qu'en hiver c'est le contraire qui se produit ; si l'on reporte sur un graphique les heures des levers et des couchers de la Lune et celles du passage au méridien du lieu d'observation, on obtient les trois courbes suivantes :



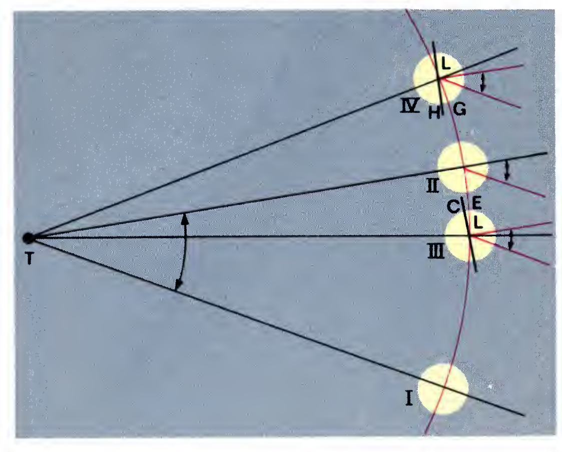
Les passages au méridien se font avec une grande régularité (le graphique est presque rectiligne) ; par contre, les courbes des levers et des couchers sont irrégulières. La distance entre ces deux courbes donne le temps pendant lequel la Lune est visible de l'horizon.

Les librations de la Lune.

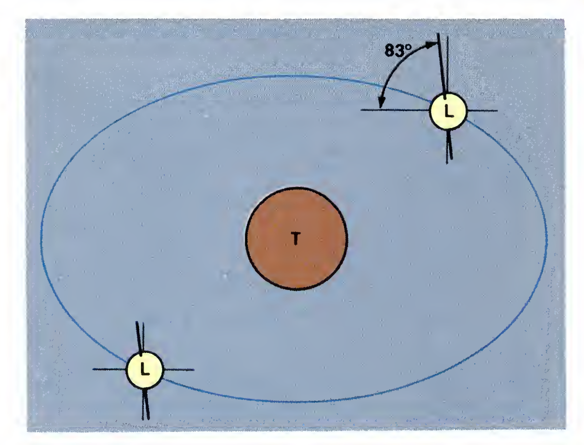
Nous avons dit au début de cet exposé que la rotation de la Lune sur elle-même se trouvant égale en durée à celle de sa révolution autour de la Terre, notre satellite nous montrait continuellement la même face ; en fait, c'est là une approximation. En réalité, l'axe autour duquel s'effectue la rotation de la Lune n'est pas rigoureusement perpendiculaire au plan de l'orbite lunaire : il varie de 83°11′ à 83°29′ ; en outre, conformément à la deuxième loi de Kepler (loi des aires), la Lune ne décrit pas son orbite à vitesse constante ; pour ces deux raisons, la Lune semble se balancer périodiquement autour d'une position moyenne ; ce phénomène constitue la *libration apparente* de la Lune. Cette libration apparente est en fait le résultat de trois librations particulières :

- La *libration en longitude* s'effectue autour de l'axe nord-sud de la Lune et nous découvre, au-delà de chaque bord de notre satellite, un fuseau d'environ 8°.
- La *libration en latitude* s'effectue autour d'un axe est-ouest ; elle nous découvre, à quatorze jours d'intervalle, deux zones s'étendant autour de chacun des pôles de la Lune sur une distance angulaire d'environ 7°.
- La *libration diurne* est causée par la rotation de la Terre sur elle-même ; elle peut atteindre 1°.

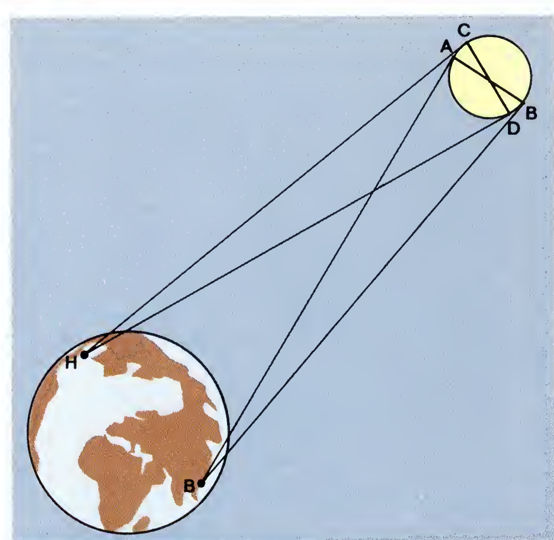
Par suite de la libration, la partie de notre satellite visible de la Terre représente 59 % de la surface totale. Les figures suivantes donnent l'explication de ces trois phénomènes :



Libration en longitude.
Position I : *hémisphère lunaire visible à un instant donné.*
Position II : *situation que devrait occuper la Lune si l'angle de rotation autour de la Terre était le même que l'angle de rotation autour d'elle-même; dans ce cas, ce serait le même hémisphère qu'en I qui serait vu.*
Position III : *situation où se trouve la Lune, dans l'hypothèse où sa révolution autour de la Terre est plus lente que sa rotation sur elle-même; l'angle $\widehat{CLE}$, qui n'était pas visible en position I, est visible maintenant.*
Position IV : *la vitesse de rotation autour de la Terre est supérieure à la vitesse de rotation de la Lune sur elle-même : un observateur terrestre voit le secteur HLG, qui serait caché si la vitesse de rotation autour de la Terre avait été constante.*



Libration en latitude.
L'inclinaison de l'axe de rotation lunaire sur l'orbite lunaire a pour effet de laisser visible une partie du pôle Nord pendant la première moitié de la révolution et une partie du pôle Sud pendant l'autre moitié.



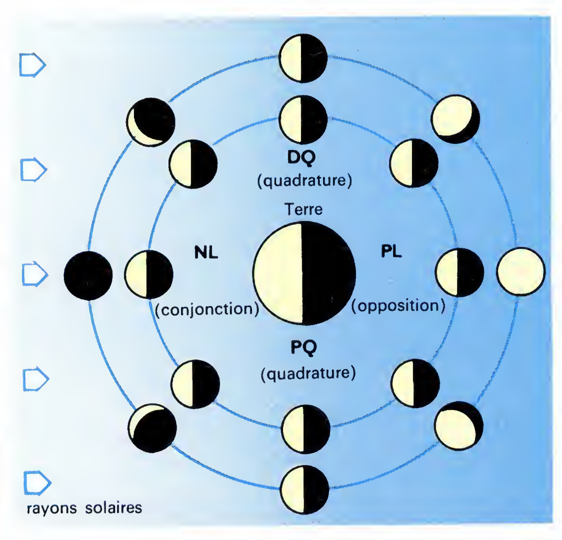
Libration diurne. Les deux observateurs, situés en B et en H sur la Terre, voient respectivement l'hémisphère limité par AB et l'hémisphère limité par CD. L'observateur qui, au début de la nuit, en raison de la rotation de la Terre sur elle-même, verra l'hémisphère CD, aura eu l'impression que la Lune a pivoté légèrement autour de son axe.

Nous compléterons ces renseignements par les définitions rigoureuses des révolutions lunaires :

Révolutions	Durées	Définitions
Sidérale	27 j 7 h 43 m 11,5 s	Valeur moyenne du temps compris entre deux passages successifs de la Lune en face d'une même étoile fixe dans le ciel.
Tropique	27 j 7 h 43 m 4,7 s	Temps qui sépare deux passages successifs de la Lune au point γ (point variable sur l'écliptique).
Synodique	29 j 12 h 44 m 2,8 s	Valeur moyenne du temps qui s'écoule entre deux conjonctions successives de la Lune et du Soleil, ou, ce qui revient au même entre deux Nouvelles Lunes.
Anomalistique	27 j 13 h 18 m 33,1 s	Valeur moyenne du temps qui s'écoule entre deux passages consécutifs de la Lune à son périgée.
Draconitique	27 j 5 h 5 m 35,8 s	Valeur moyenne du temps qui s'écoule entre deux passages consécutifs de la Lune par son nœud ascendant.

Les phases de la Lune.

On appelle ainsi les divers aspects que prend la Lune, d'après l'angle sous lequel elle est éclairée par le Soleil. La figure suivante explique le phénomène :



Phases de la Lune.
On a figuré en noir l'hémisphère non éclairé, en jaune l'hémisphère éclairé par le Soleil.

Position I : conjonction; la Lune tourne vers la Terre son hémisphère non éclairé : c'est la Nouvelle Lune (nuit noire).

Position II : quadrature; on voit de la Terre la moitié de l'hémisphère éclairé : c'est le Premier Quartier.

Position III : opposition; la Lune présente à la Terre tout son hémisphère éclairé : c'est la Pleine Lune.

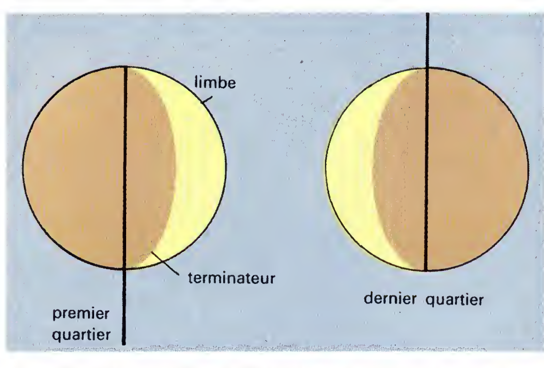
Position IV : quadrature; la situation est analogue à la position II : c'est le Dernier Quartier.

Entre la Nouvelle Lune et le Premier Quartier, la Lune présente chaque jour à la Terre une surface éclairée un peu plus grande : on dit que la Lune est croissante; en revanche, à partir de la Pleine Lune, la surface éclairée va en diminuant jusqu'à la Nouvelle Lune suivante : on dit que la Lune est décroissante.

Nous avons supposé, dans cette figure, que la Terre, la Lune et le Soleil se trouvaient dans le même plan, c'est-à-dire que l'orbite lunaire et l'orbite de la Terre autour du Soleil étaient confondues; s'il en était ainsi, il devrait y avoir une éclipse de Soleil toutes les fois que la Lune serait nouvelle; en fait il n'en est rien : car l'orbite lunaire est inclinée d'un peu plus de cinq degrés sur l'écliptique, ce qui fait que la Lune ne passe pas exactement devant le Soleil à chaque conjonction.

On appelle souvent, improprement, *Nouvelle Lune* l'apparition dans le ciel d'un très mince croissant tourné vers le Soleil. C'est là une erreur, car l'apparition de ce premier croissant lunaire dépend de l'angle que font entre elles les directions de la Lune et du Soleil, angle qui varie d'une lunaison sur une autre, en raison des irrégularités du mouvement de la Lune.

La figure suivante donne quelques renseignements complémentaires sur le croissant lunaire :



On reconnaît facilement le premier et le dernier croissant à l'orientation des cornes du croissant : si on les joint par une ligne droite, on peut reconstituer la lettre P (premier croissant). Il est à noter que le terminateur (ligne de séparation des parties éclairées et obscures du disque lunaire) n'a pas la forme d'un cercle, mais d'une ellipse.

Enfin, une dernière remarque est à faire concernant la *lumière cendrée de la Lune*. Peu avant la Nouvelle Lune et un petit peu après (au maximum deux jours), lorsqu'on ne voit de la Lune qu'un très fin croissant, il est cependant possible d'apercevoir, très faiblement éclairé, le reste du disque lunaire : c'est la lumière cendrée de la Lune. Ce phénomène est dû à un éclairement de la Lune par la Terre, éclairement qui n'est évidemment pas comparable à celui du Soleil. Cette explication, pourtant très simple, n'a été découverte qu'à la Renaissance par Léonard de Vinci.

Constitution physique de la Lune.

Le relief de la Lune.

● *Le sol lunaire.* Jusqu'à l'avènement de l'ère spatiale, nous n'avons connu le sol lunaire que par les observations optiques et photographiques faites à partir de la Terre. On savait alors de manière certaine qu'il n'y avait, sur la Lune, ni eau ni atmosphère et les astronomes avaient décrit les accidents visibles du sol lunaire en les nommant, conventionnellement, « mers », « montagnes » et « cirques » (ou « cratères »). A partir de 1959, l'URSS et les États-Unis ont mis sur pied des programmes d'exploration spatiale de la Lune; les Soviétiques ont lancé vingt-quatre sondes spatiales (programme *Luna*) entre janvier 1959 et août 1976, tandis que les Américains ont, dans la même période, mis sur pied cinq programmes lunaires (*Pioneer, Ranger, Lunar Orbiter, Surveyor* et *Apollo*). Les premières sondes ont permis de photographier la face cachée de la Lune (*Luna 3* en 1959, *Lunar Orbiter 1* en 1966); puis les progrès techniques ont permis de poser des sondes sur notre satellite (programme *Surveyor* en 1967, *Luna 13* en 1966), d'y prélever des échantillons et enfin d'y envoyer des êtres humains. C'est ainsi que les premiers hommes à marcher sur la Lune furent les astronautes américains Armstrong et Aldrin, le 16 juillet 1969 (*Apollo XI*.) Toutefois, les vols lunaires coûtent extrêmement cher et aussi bien l'URSS que les États-Unis ont choisi d'y mettre un terme en 1976. Les quelque 400 kg d'échantillons qui ont été prélevés sur la Lune permettent de retracer l'histoire de notre satellite, de connaître sa géologie et de reconstituer les premières étapes de l'histoire du système solaire. Les analyses minéralogiques, pétrographiques, géochimiques et radiochronologiques des échantillons lunaires confirment et précisent nos connaissances antérieures. Le sol lunaire est constitué de *basaltes* dont les principaux minéraux sont les mêmes que les minéraux terrestres : olivines, pyroxènes, quartz et feldspaths; mais les roches lunaires sont plus basiques que les roches terrestres, les feldspaths sont très riches en calcium alors que les feldspaths terrestres contiennent surtout du sodium et du potassium; on trouve en outre moins de fer et de nickel sur la Lune que sur la Terre, mais plus de titane (dans les « mers » lunaires). Enfin, alors que le noyau

terrestre représente 30 % de la masse de la Terre, le noyau lunaire, s'il existe, correspond, au plus, à 2 % de la masse de notre satellite.

• *Les mers.* C'est un terme impropre qui a été donné par les astronomes aux taches grisâtres, très peu accidentées, situées au pied des régions montagneuses qui les entourent. Les noms dont elles ont été baptisées témoignent de l'imagination et du lyrisme des observateurs des temps passés : océan des Tempêtes, mer du Nectar, golfe de la Rosée, etc. Bien entendu, ces mers ne contiennent pas une goutte d'eau.

• *Les massifs montagneux.* Les montagnes de la Lune sont, proportionnellement, plus élevées que les montagnes terrestres ; les plus hauts sommets dépassent 8 000 mètres, c'est-à-dire sont du même ordre de grandeur que le mont Everest, alors que le globe lunaire est considérablement plus petit que le globe terrestre. Les montagnes sont groupées en chaîne, ou isolées. On a donné à toutes ces formations des noms qui rappellent les termes géographiques et les désignations terrestres : on parle de pics, de chaînes, de falaises, qu'on appelle le mont Blanc, le Caucase, les Alpes, etc. ; on a aussi baptisé les montagnes de noms de savants, d'écrivains, de mécènes (il existe par exemple un cratère qui s'appelle le cratère Bruce, du nom d'un généreux mécène américain, Mrs Bruce, morte en 1900, un mont Serao, du nom d'un journaliste italien de la fin du XIX[e] siècle, etc.).

• *Les cirques ou cratères lunaires.* On désigne ainsi des bassins qui se rencontrent aussi bien dans les mers que dans les parties montagneuses, et qui sont limités par une cassure nettement circulaire (voir photographies). Le terme de cratère est, tout comme le terme de mer, particulièrement impropre, car il ne s'agit probablement pas d'éléments volcaniques. Les grands cirques ont des diamètres qui atteignent, et même dépassent, deux cents kilomètres et ils sont souvent caractérisés par une teinte blanche très vive, et la présence, à peu près au centre, d'un piton ou d'une masse montagneuse. Quelques cratères sont le point de départ de traînées blanches de plusieurs centaines de kilomètres qui franchissent vallées et montagnes. On admet aujourd'hui que les cirques ont été produits par les chutes de météorites énormes.

On observe en outre, à la surface de la Lune, des accidents divers : sillons, rainures, crevasses, fissures. Ces accidents correspondent à l'histoire supposée du relief lunaire, qui est très différente de l'histoire du relief de la Terre : alors que pour notre planète, il y a eu essentiellement des plissements provoquant la saillie des grandes chaînes montagneuses, sur la Lune la tendance à l'étirement a prédominé ; notre satellite s'est bombé, s'est étiré, plus qu'il ne s'est soulevé.

On a baptisé près de 600 cratères dont les principaux sont classés ci-dessous par ordre de profondeur :

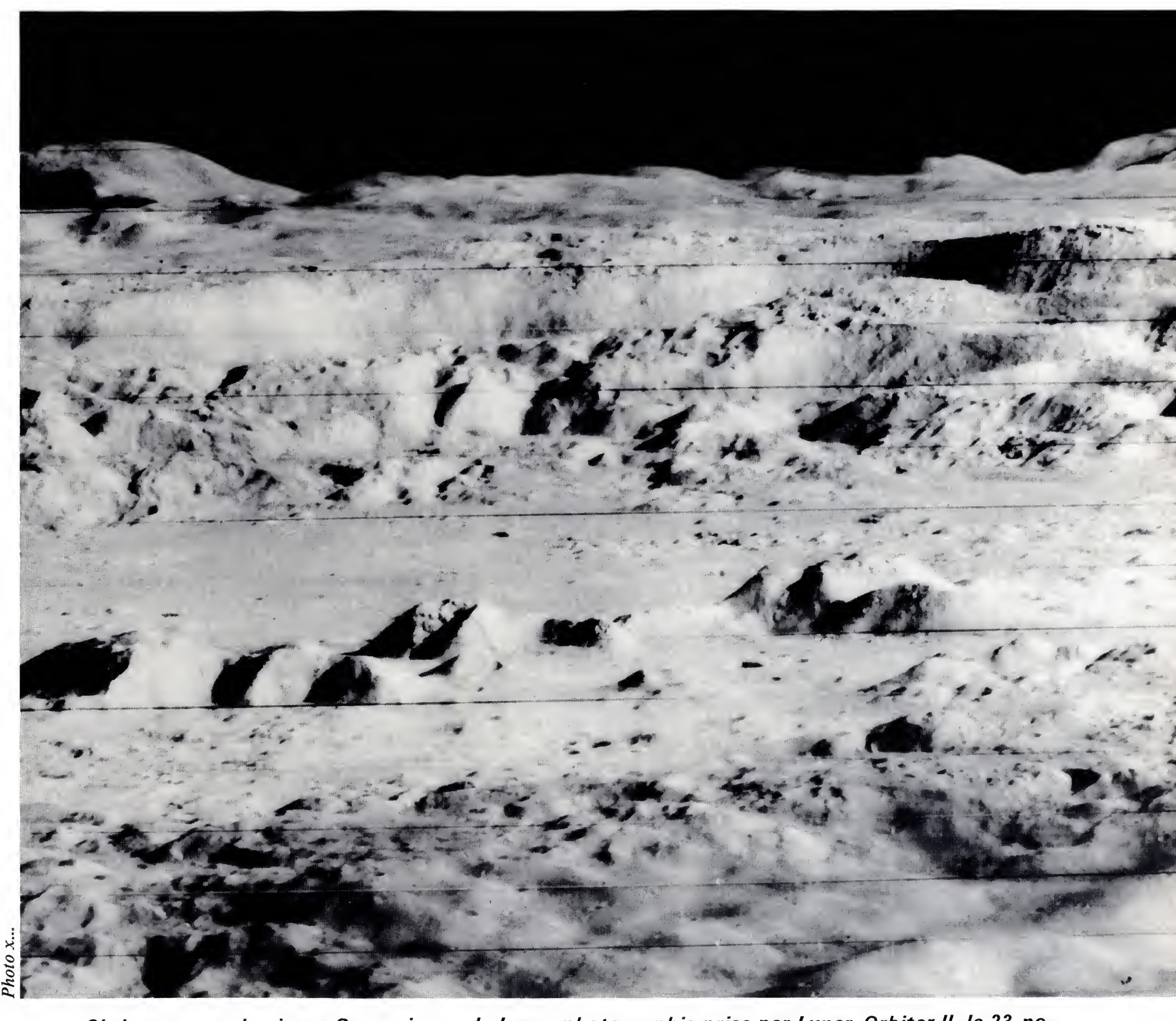
Newton	7 250 mètres	Clavius	5 270 mètres
Casatus	6 800 mètres	Tycho	5 210 mètres
Curtius	6 760 mètres	Pythagore	5 160 mètres
Calippus	5 660 mètres	Short	5 090 mètres
Théophilus	5 560 mètres	Catharina	5 010 mètres
Kircher	5 440 mètres	Archimède	2 230 mètres
			etc.

Nous citerons pour mémoire la mer de l'Été, la mer du Serpent, la mer Australe, la mer de l'Automne, la mer des Crises (!), la mer de la Fécondité, la mer du Froid, la mer du Nectar, la mer des Nuées, l'océan des Tempêtes, la mer de la Sérénité, la mer Écumante, la mer de la Tranquillité, etc. Les principales chaînes de montagnes sont les Alpes, les monts Altaï, les Apennins, les Karpates, le Caucase, les monts d'Alembert, les monts Hercyniens, le Jura, les monts Leibniz (où se trouve le point culminant de la Lune), les Pyrénées, les monts du Spitzberg, la chaîne Droite, le mur Droit, le Taurus ; les principaux promontoires sont :

le mont Ampère	3 000 mètres
le mont Blanc (dans les Alpes)	3 617 mètres
le mont Huygens	5 500 mètres
le mont Hadley	4 800 mètres
le mont Picon	2 150 mètres
le mont Piton	2 300 mètres

• *Un certain nombre d'observations restent inexpliquées.*

1 — Les séismomètres ont enregistré de nombreux tremblements de Lune ; mais les hypothèses sur la structure de notre satellite sont encore très fragiles (existe-t-il un noyau lunaire ? Comment l'astre lunaire a-t-il évolué depuis sa naissance, il y a 4,55 milliards d'années ? etc.).


Photo x...

Ci-dessus, vue du cirque Copernic, sur la Lune ; photographie prise par Lunar Orbiter II, le 23 novembre 1966.

2 — Quelle est l'origine du magnétisme des matériaux lunaires ? Vient-il de l'intérieur de l'astre ? Est-ce celui de la nébuleuse solaire primitive ? etc.

3 — Des photographies révèlent des topographies de vallées encaissées, aux bords abrupts, serpentant comme les vallées fluviales terrestres ; on a donc parlé des « rivières » de la Lune. Mais ces rivières ne contiennent pas d'eau : ce sont peut-être les traces d'anciennes coulées de lave.

4 — Il existe des contrées lunaires où la pesanteur est plus forte qu'ailleurs (sous le centre des mers des *Pluies*, de la *Sérénité*, des *Brises*, du *Nectar* et des *Humeurs*) : on interprète ce fait en supposant qu'il existe, dans le sous-sol lunaire, une forte concentration de masse responsable de ces anomalies gravimétriques : ces concentrations ont été appelées *mascons*, mais on ignore tout de leur nature.

• *Le régolithe lunaire.* C'est une couche de poussières d'environ cinq mètres d'épaisseur qui recouvre la surface de la Lune, soufflée par l'impact des météorites au bombardement desquelles notre satellite a été soumis depuis sa naissance. On a pu déterminer que ce bombardement a été intense pendant les 500 millions d'années qui ont suivi la constitution de la croûte lunaire ; il en est résulté la formation du régolithe dont les poussières ont été frappées de plein fouet par toutes les particules chargées émises par le Soleil, en raison de l'absence d'atmosphère et de champ magnétique lunaires. Ces flux particulaires provoquent des réactions nucléaires sur les atomes constitutifs des grains de poussière dont ils modifient la composition (ils produisent l'apparition d'isotopes de longue période radioactive) : l'examen de ces isotopes permet de reconstituer l'histoire du régolithe et du milieu interplanétaire.

Lumière de la Lune.

• *Couleur.* La Lune est un astre éteint, éclairé par le Soleil ; la lumière qu'elle réfléchit a donc la même composition, le même spectre que la lumière solaire directe. Néanmoins, la Lune est plus rouge que le Soleil, car les courtes longueurs d'onde, c'est-à-dire les radiations bleues et violettes, sont en proportion moindre dans la lumière réfléchie par notre satellite que dans la lumière solaire.

• *Éclairement.* La Lune n'est pas toujours aussi brillante dans le ciel : cela tient à l'*angle de phase,* ou *angle de vision,* dont le sommet est le centre de la Lune, et dont les côtés passent par le centre du Soleil et celui de la Terre ; à la Pleine Lune, cet angle vaut 0 degré et l'éclairement est maximal, mais dans les autres positions relatives Terre-Lune-Soleil, l'éclairement varie : il est 12 à 13 fois plus faible au moment du Premier et du Dernier Quartier, pour s'annuler lors de la Nouvelle Lune. Dans le tableau suivant, on a supposé que l'éclairement de la Pleine Lune était représenté par l'indice 100 :

Angle de phase	Éclairement
Nouvelle Lune (0°)	0
150°	0,5
90° (Premier Quartier)	8,2
70°	16,2
50°	27,6
30°	46,6
20°	60,3
10°	78,8
0° (Pleine Lune)	100
10°	76
20°	58,7
30°	45,3
50°	27,3
70°	15,6
90° (Dernier Quartier)	7,8
150°	0,4

On constate que l'éclairement du disque lunaire est toujours plus faible après la Pleine Lune.

• *Albedo.* La magnitude visuelle moyenne de la Lune est de l'ordre de − 12 (alors que celle du Soleil est − 26,9). Le rapport du flux lumineux total diffusé au flux lumineux total reçu du Soleil est de $\frac{73}{1\,000}$: plus de 92 % de la lumière solaire est donc absorbée par la

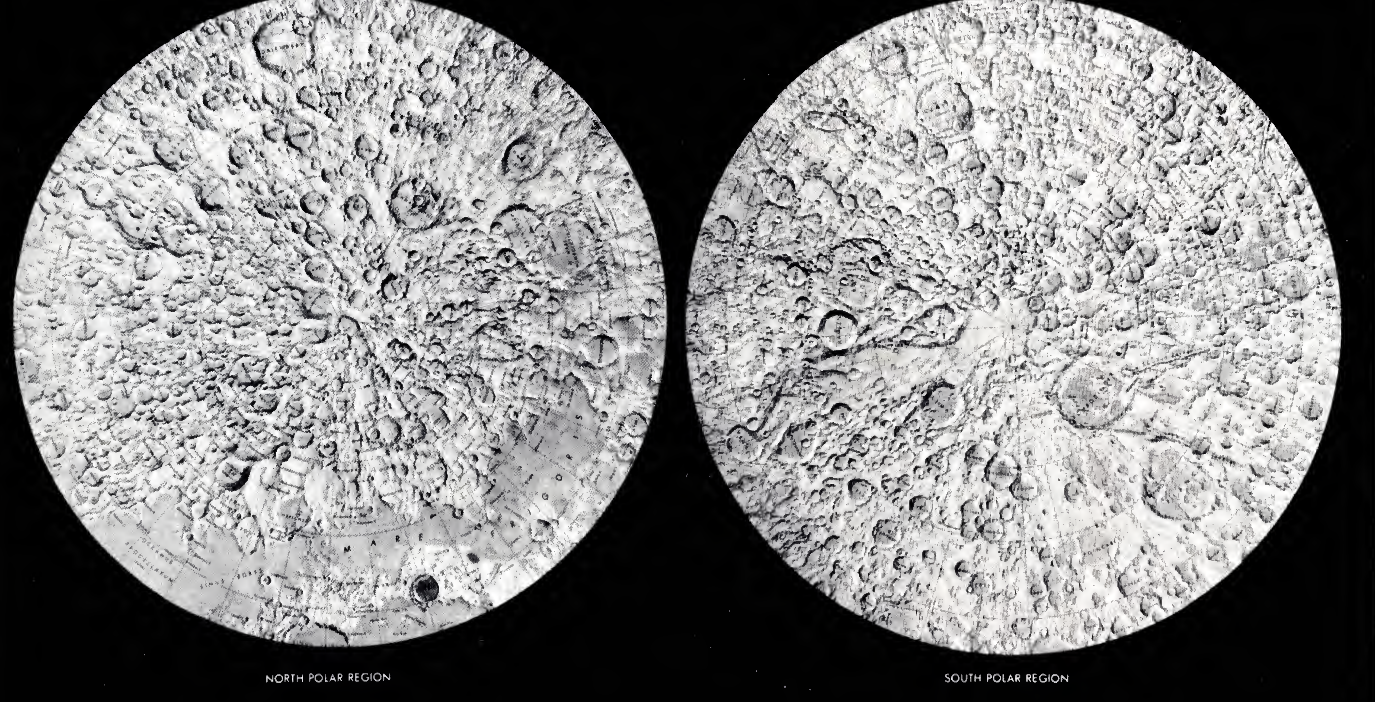


CARTES DE LA LUNE
établies en 1970.

Face visible.



Face cachée.



Pôle Nord et pôle Sud.

Photos © N.A.S.A.

Lune. Ce rapport $\frac{73}{1\,000}$ s'appelle l'albedo visuel de la Lune (Bond).

• *Polarisation de la lumière lunaire.* Les vibrations lumineuses peuvent se décomposer, d'une façon générale, en deux vibrations orientées différemment, se propageant dans la même direction et d'intensité égale; si, après un « incident de parcours », l'une de ces vibrations disparaît, la lumière est dite *polarisée.* C'est ce qui se passe lorsque la lumière naturelle du Soleil se réfléchit sur la Lune; l'astre absorbe différemment les deux vibrations composantes et diffuse une lumière qui n'a plus exactement la même composition que la lumière naturelle, puisqu'une des deux vibrations est plus intense que l'autre : la lumière diffusée par la Lune est polarisée. On constate que la proportion de lumière polarisée varie selon l'angle de phase : maximale au voisinage des quartiers lunaires (6,6 à 8,8 %), elle s'annule deux jours avant et deux jours après la Pleine Lune. B. Lyot (vers 1924) puis A. Dollfus ont étudié en laboratoire les différents matériaux qui possédaient les mêmes propriétés de polarisation que la Lune; Lyot a conclu que le sol lunaire était recouvert d'une poussière de cendres volcaniques.

Température de la Lune.

Comme la Lune n'a pas d'atmosphère (voir paragraphe suivant) et qu'un point de la surface lunaire connaît 13,5 fois 24 heures de « jour » et 13,5 fois 24 heures de nuit, il en résulte d'importantes variations de température à la surface du sol lunaire. On a relevé plus de 100° pendant le jour, et des valeurs minimales atteignant − 150° pendant la nuit lunaire. Ces basses températures sont variables selon les régions considérées, les différentes parties de la Lune se refroidissant plus ou moins vite selon la composition du sol et l'épaisseur de la couche pulvérulente superficielle : c'est ainsi que le cratère Tycho se refroidit très lentement, jusqu'à − 35°.

La vie sur la Lune.

Comme on l'a déjà dit, la Lune n'a pas d'atmosphère, ce qui explique la netteté avec laquelle se détachent tous ses détails lors d'une observation à l'œil nu ou à travers une lunette. Cela tient, entre autres raisons, à son faible pouvoir gravitationnel. L'application des lois de Newton montre que, sur le sol lunaire, la gravité est six fois plus faible que sur notre globe, c'est-à-dire qu'un homme pesant 90 kg à Paris ne pèse que 15 kg sur la Lune : il peut donc s'y mouvoir avec beaucoup plus de facilité, y faire des bonds énormes, etc. Les reportages filmés depuis la réussite du vol Apollo XI nous ont bien démontré ce phénomène. Or les molécules gazeuses qui constituent l'atmosphère, par exemple les molécules d'oxygène et d'azote qui constituent l'air de l'atmosphère terrestre, sont animées de mouvements extrêmement rapides (plusieurs centaines de mètres par seconde) et peuvent atteindre exceptionnellement une vitesse de deux ou trois mille mètres par seconde; sur la Terre, ces molécules ne peuvent échapper à l'attraction terrestre puisque la *vitesse d'évasion,* c'est-à-dire la vitesse que doit atteindre au minimum un corps pour échapper à l'attraction terrestre, est de 11 200 m/s, valeur bien supérieure à celle de toutes les molécules des gaz atmosphériques : il en résulte que l'atmosphère ne peut se diffuser dans l'espace. Par contre, à la surface de la Lune il n'en est pas de même puisque la gravitation étant six fois plus faible, la vitesse d'évasion est elle aussi plus faible; le calcul montre qu'elle vaut 2 400 m/s, c'est-à-dire qu'elle est inférieure à la vitesse exceptionnelle des molécules gazeuses; de sorte que, si la Lune a jadis eu une atmosphère, les molécules les plus rapides ont pu s'en échapper; à ce moment-là, selon une loi de la théorie cinétique des gaz, la vitesse des molécules restantes est susceptible de croître, d'atteindre la valeur d'évasion, et de s'échapper, et ainsi de suite. On a estimé que la disparition complète de l'hypothétique atmosphère lunaire a dû se faire en plusieurs centaines de millions d'années; cette absence d'atmosphère a d'ailleurs pu être vérifiée par les engins spatiaux.

L'absence d'atmosphère à la surface de la Lune a des conséquences importantes qu'il est facile d'imaginer. Le cosmonaute qui débarque sur la Lune doit évidemment disposer d'un scaphandre et vivre en vase clos; il n'entend aucun son, puisque le son est une vibration de l'air et qu'il n'y a pas d'air à la surface du sol lunaire; il doit se protéger des radiations ultra-violettes et des rayons γ, émis par le Soleil, que l'atmosphère terrestre peut absorber grâce à sa couche d'ozone et qui ne sont pas absorbés à la surface de la Lune; il ne peut faire aucun feu puisqu'une flamme ne peut brûler sans oxygène, il ne peut conserver aucun liquide, puisque dans le vide tout liquide s'évapore immédiatement; et il doit aussi, éventuellement, se protéger contre les météorites puisqu'il n'y a pas de bouclier atmosphérique.

La face cachée de la Lune.

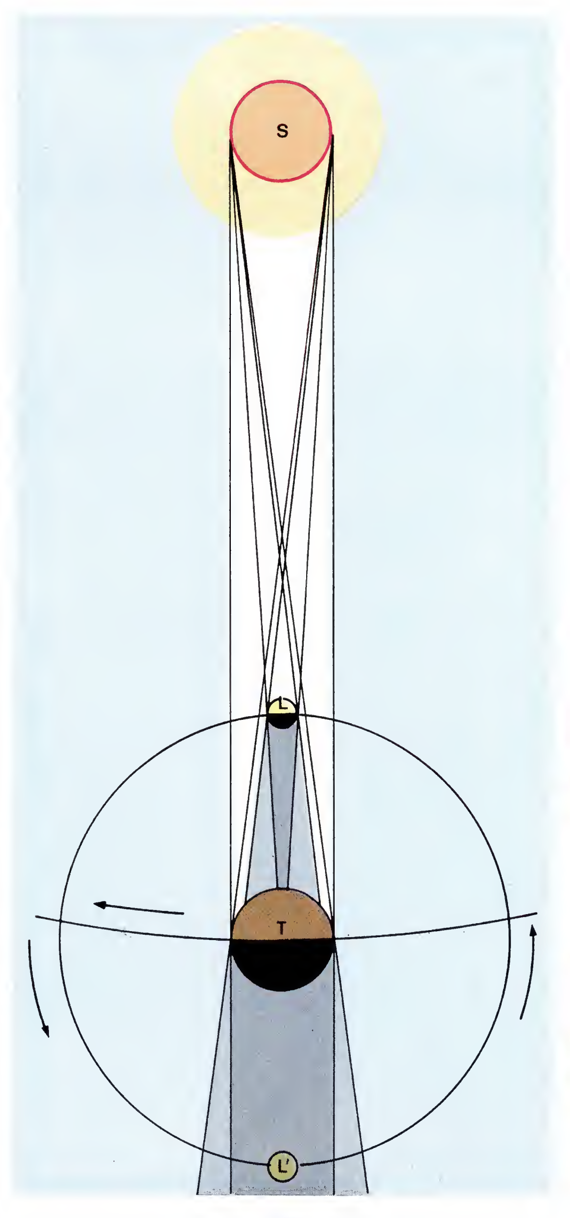
Depuis 1959, grâce aux photographies réalisées par l'engin soviétique *Luna 3,* nous connaissons enfin l'autre face de la Lune, celle à laquelle les astronomes rêvaient depuis près de quatre siècles. Malgré l'imperfection des documents, on peut juger des résultats obtenus : la face cachée de la Lune ressemble à l'hémisphère connu; on y trouve des mers, des cirques, des montagnes. Le lecteur trouvera à la page ci-contre les cartes, établies en 1970, des deux faces et des deux pôles de la Lune.

Les éclipses.

Généralités.

Il y a *éclipse* d'un astre par un autre lorsque le premier cesse d'être visible parce qu'il est caché par le second : lorsque la Lune passe entre la Terre et le Soleil, elle masque l'astre du jour et il y a *éclipse de Soleil,* et quand la Terre passe entre le Soleil et la Lune, celle-ci cesse d'être éclairée et il y a *éclipse de Lune.* L'éclipse est dite *totale* lorsque l'astre tout entier devient invisible, elle est *partielle* dans le cas contraire.

Lorsque deux personnes observent un même objet, par exemple la flamme d'une bougie, et que, devant cette bougie, passe et repasse un écran qui en cache la lumière, il est clair que la bougie peut parfaitement être vue par une des deux personnes, tandis que l'autre ne la voit plus, en raison de la position de l'écran : de même pour les éclipses de Soleil qui sont visibles de certains points du globe, et qui ne peuvent être observées en d'autres régions. En revanche, si nous remplaçons la bougie par un objet non lumineux et que nous éteignons la lumière qui l'éclaire, il disparaîtra pour tous les observateurs, quelle que soit la position qu'ils occupent; de même lorsque le Soleil est « éteint » par le passage de la Terre entre lui et la Lune, notre satellite devient invisible pour tous les points de la Terre où la Lune est levée.



Les éclipses

Quelques précisions.

Les éclipses de Lune et de Soleil effrayaient nos ancêtres, qui y voyaient l'intervention maléfique de quelques divinités venant troubler l'ordre du ciel; de nos jours, une éclipse est une curiosité pour le public, et, pour l'astronome, une occasion d'observations du plus haut intérêt, surtout lorsqu'il s'agit d'une éclipse de Soleil. Nous allons passer en revue les principales questions qui se posent, avant d'entrer dans la description particulière des éclipses.

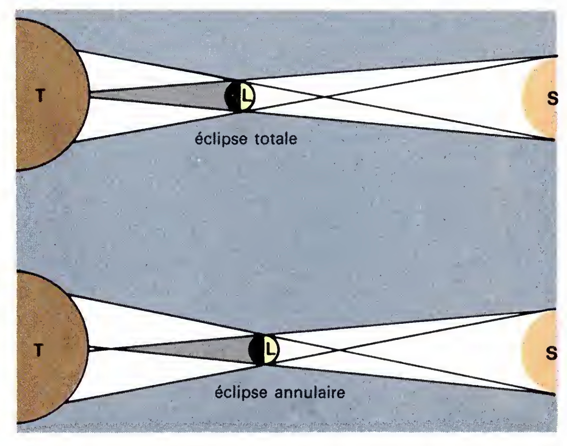
• *Quand y a-t-il « éclipse » ?* Théoriquement, il devrait se produire une éclipse à chaque syzygie, c'est-à-dire à la Nouvelle Lune et à la Pleine Lune; en fait, l'alignement des centres des trois astres : Soleil, Terre, Lune, ne peut avoir lieu que lorsque la Lune est sur la ligne des nœuds, ce qui se produit 25 fois par an et à la condition en outre que le Soleil se trouve aussi sur cette ligne, ce qui se produit deux fois par an. En général, à la Nouvelle Lune ou à la Pleine Lune, notre satellite est légèrement au-dessus ou légèrement au-dessous du Soleil, en raison de l'inclinaison de l'orbite lunaire sur l'orbite terrestre (un peu plus de 5°).

• *Combien y a-t-il d'éclipses par an ?* En raison des mouvements relatifs des deux astres par rapport à la Terre, on démontre qu'il y a chaque année un minimum de deux éclipses (toutes deux de Soleil) et un maximum de sept éclipses; il y a toujours plus d'éclipses de Soleil que d'éclipses de Lune (trois éclipses de Lune au maximum en un an).

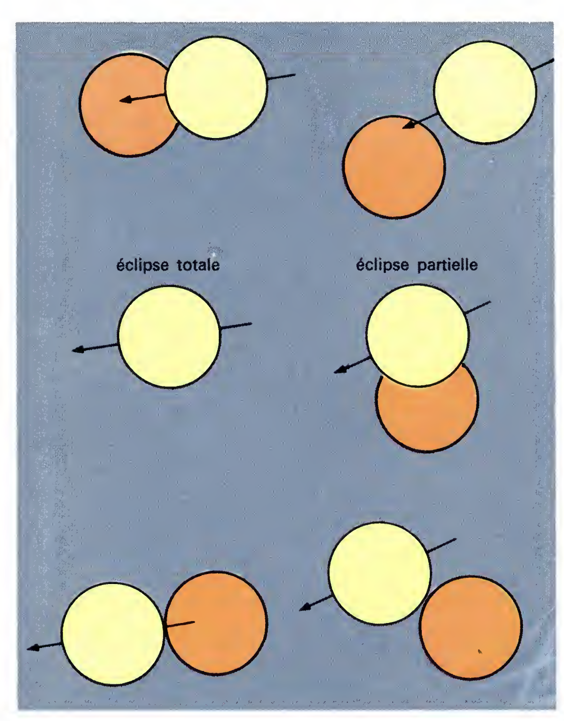
• *Les éclipses sont-elles périodiques ?* Oui, et les Mésopotamiens avaient défini une période de 18 ans 11 jours appelée le *Saros* au cours de laquelle les éclipses se répètent. Le Saros peut se déterminer par le calcul; il s'agit de prévoir quand le Soleil, la Lune et la Terre se retrouvent dans une même position relative. On tiendra donc compte simultanément du temps que met la Lune à revenir dans la même phase (révolution synodique ou lunaison : 29,5306 jours), à repasser par la ligne des nœuds (révolution draconitique : 27,2122 jours) et à repasser au périgée (révolution anomalistique : 27,5545 jours) et de l'année solaire. On peut alors constater que le Saros correspond à 223 révolutions synodiques, à 242 révolutions draconitiques et à 239 révolutions anomalistiques (à quelques heures près) et, à un peu plus de 11 jours près, à un nombre entier d'années : ainsi au terme de cette période, les trois astres sont dans la même position relative et les éclipses se répètent.

Éclipses de Soleil.

Le diamètre apparent du Soleil et celui de la Lune sont très voisins; mais lorsque la Lune est à son périgée, tandis que le Soleil est à son apogée, le diamètre apparent lunaire est maximal tandis qu'il est minimal pour le Soleil : le sommet du cône d'ombre est alors, comme le montre la figure, à l'intérieur du globe terrestre : l'éclipse est totale. Si les positions relatives sont inversées, le Soleil est au plus près de la Terre et la Lune au plus loin, le sommet du cône d'ombre est extérieur au globe terrestre, le disque lunaire ne peut cacher toute la surface du disque solaire : l'éclipse est *annulaire.*



Éclipses de Soleil.



Aspects des éclipses de Soleil.

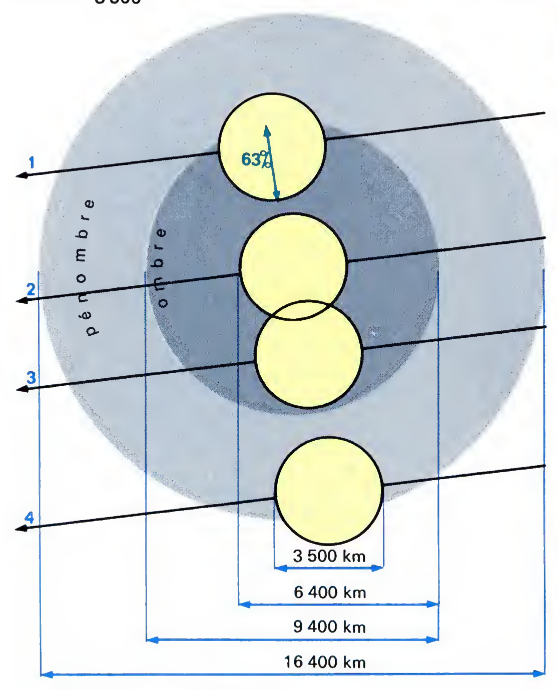
Comme nous l'avons déjà dit, la tache d'ombre qui se projette sur la Terre lors du passage de la Lune devant le Soleil n'est pas visible en tous lieux et, de plus, elle se déplace puisque la Terre tourne sur elle-même et que la Lune tourne autour de la Terre. Il en résulte qu'une éclipse totale de Soleil est un phénomène peu fréquent en un lieu d'observation donné, et de peu de durée. La phase de totalité dure au maximum 7 minutes 58 secondes, lors des meilleures conditions d'une éclipse totale; la dernière éclipse totale visible à Paris eut lieu le 17 avril 1912, la prochaine aura lieu le 11 août 1999, et aucun de nos lecteurs parisiens ne verra les suivantes qui auront lieu le 23 septembre 2090 et le 4 juin 2160.

Éclipses de Lune.

Le cône d'ombre projeté par la Terre est entouré d'une zone de pénombre; les diamètres respectifs de ces deux zones sont, approximativement, 9400 km et 16400 km, alors que le diamètre lunaire vaut à peu près 3500 km. La figure ci-dessous explique les quatre types d'éclipses de Lune :

- *Trajectoire 1 :* les 63/100 du diamètre lunaire sont dans l'ombre (on dit que la *grandeur de l'éclipse* vaut 0,63).

- *Trajectoire 2 :* éclipse totale maximale; le rapport $\frac{6400}{3500}$ = 1,8 désigne la grandeur de l'éclipse



Éclipses de Lune.

(6400 est la distance entre le bord du disque qui entre le premier dans l'ombre et le bord du disque d'ombre); la grandeur maximale est 1,89.

- *Trajectoire 3 :* autre éclipse totale, mais de moindre durée que la précédente.

- *Trajectoire 4 :* éclipse par la pénombre (non observable à l'œil nu).

Les marées.

Mécanisme général.

La masse d'eau que constituent les mers et les océans du globe subit l'attraction solaire et l'attraction lunaire, selon les lois de Newton. Mais, comme il s'agit d'une



Phot. Dupaquier.

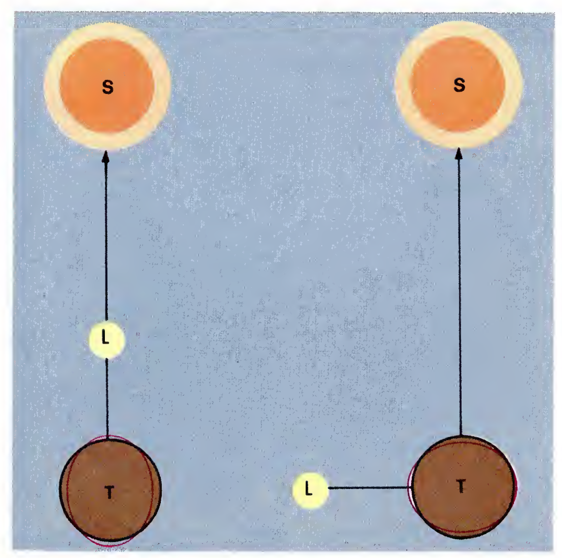
Marée haute.

Marée basse.



Phot. Dupaquier.

masse déformable, il en résulte des mouvements qu'on a appelés les *marées;* la figure ci-dessous en explique le principe :



Mécanisme des marées.
A gauche : marée de vive eau; à droite : marée de morte eau.
La masse des océans et des mers « s'étire » sous l'action gravitationnelle.

Lorsque le Soleil et la Lune sont alignés avec la Terre (Nouvelle Lune), les eaux terrestres sont attirées par les deux astres *(marée de vive eau),* tandis qu'une position en quadrature provoque une compensation des deux attractions; mais, comme la Lune est plus proche de la Terre que le Soleil, son effet l'emporte : il y a *marée de morte eau.*

Les dénivellations provoquées par les marées dépendent de la forme du rivage; c'est dans les baies et les golfes qu'elles sont les plus grandes : 20 mètres dans la baie de Fundy (Canada), 18 mètres à Port-Gallegos (Argentine), 16 mètres dans le canal de Bristol (Grande-Bretagne), 15 mètres à Granville (France), 10 mètres au mont Saint-Michel (France). Les mers fermées (Méditerranée, Adriatique, mer Rouge, mer des Antilles) n'ont pratiquement pas de marées observables (quelques centimètres de dénivellation seulement). A l'estuaire des grands fleuves, l'eau remonte le cours du fleuve et se heurte à l'eau descendante du fleuve : le résultat est une barre d'eaux tourbillonnantes qu'on appelle le *mascaret,* dont un exemple célèbre est celui de la Seine, près de Quillebeuf.

L'alternance du flux et du reflux est due à la rotation de la Lune autour de la Terre; comme sa révolution dure un peu plus de 24 heures (24 h 50 m), il se produit donc une marée toutes les 12 h 25 m.

Aspects particuliers des marées.

Le mécanisme théorique des marées ne correspond pas toujours à la réalité : la masse d'eau mise en mouvement par l'attraction lunaire ne recouvre pas le globe terrestre tout entier, mais pénètre dans des passages pratiqués entres les divers accidents de l'écorce terrestre; elle est freinée par le frottement des eaux contre les fonds, etc. Sur les côtes, où le phénomène est le plus visible, des courants peuvent dévier le flux et le reflux; l'existence de bas-fonds, de baies, d'accidents côtiers provoque des irrégularités que la théorie ne peut prévoir. En particulier, il existe fréquemment, dans certaines mers, un *retard* entre le moment où la marée devrait être la plus haute (lorsque la Lune est au méridien) et le moment où elle atteint réellement son maximum : ce retard s'appelle l'*établissement du port* (il est très important sur les côtes de la Manche : plus de 12 heures à Dunkerque). C'est au moment des équinoxes que les marées sont les plus impressionnantes.

L'énergie mise en jeu au moment des marées est considérable; on a tenté d'en tirer parti en installant des *usines marémotrices* (exemple en France : l'usine construite dans l'estuaire de la Rance).

Les marées terrestres sont des mouvements de la croûte terrestre qui subit, tout comme les eaux, l'attraction lunaire; on les mesure à l'aide d'un *gravimètre.*

LES GROSSES PLANÈTES.

Généralités.

Données complémentaires sur les planètes.

On appelle *grosses planètes* les neuf corps célestes déjà cités : Mercure, Vénus, la Terre, Mars, Jupiter, Saturne, Uranus, Neptune, Pluton. Les six premières étaient connues des anciens; c'est Herschel qui découvrit Uranus en 1781 (par l'observation), Le Verrier qui découvrit Neptune en 1846 (en calculant les perturbations d'Uranus), et Lowell qui calcula la situation de la planète Pluton découverte en 1930 par C.W. Tombaugh. Ces neuf corps célestes se distinguent de milliers d'autres corps tournant autour du Soleil et qu'on appelle, par opposition, les *petites planètes.* On sait déjà que l'orbite d'une planète est caractérisée par son demi-grand axe a, par son inclinaison sur l'écliptique i, par l'excenticité de son ellipse e, et par la durée de sa révolution autour du Soleil. Nous renvoyons au tableau donné à la p. 46 en ce qui concerne ces caractéristiques. Des renseignements quantitatifs supplémentaires seront fournis à la fin de ce paragraphe.

L'astronome allemand Bode (1747-1826) a énoncé une loi empirique concernant la distance moyenne des planètes au Soleil; on écrit la suite :

0 3 6 12 24 48 96 192

On ajoute à chaque nombre de cette suite le nombre 4, on obtient :

4 7 10 16 28 52 100 196

On divise le tout par 10, et l'on trouve la distance moyenne de la planète au Soleil, la distance Terre-Soleil étant prise comme unité :

Mercure	Vénus	Terre	Mars
0,4	0,7	1	1,6
?	Jupiter	Saturne	Uranus
2,8	5,2	10	19,6

On constate que les résultats ne s'écartent pas trop des résultats donnés p. 46; il existe cependant un nombre (2,8) auquel ne correspond aucune planète connue : on supposait qu'il s'agissait de la distance moyenne des *petites planètes,* considérées comme le produit d'une sorte d'explosion d'une grosse planète qui aurait, à une époque inconnue, gravité elle aussi autour du Soleil. Cette hypothèse a été abandonnée.

La troisième loi de Kepler permet de calculer le demi-grand axe de l'orbite d'une planète. La relation :

$$\frac{T^2}{T'^2} = \frac{a^3}{a'^3}$$

peut être appliquée à un couple de planètes tel que la Terre et Mars; pour la Terre, on connaît T (1 an) et a par l'observation. On peut mesurer facilement T' en notant les passages de Mars. a' se tire de l'équation précédente :

$$a' = a\sqrt[3]{\frac{T'^2}{T^2}}$$

Si l'on prend les dimensions relatives à la Terre comme unité (a = 1 et T = 1), il reste :

$$a' = \sqrt[3]{T'^2}$$

De même, l'application du principe de la gravitation à une planète de masse m possédant un satellite permet d'écrire, en négligeant la masse de la planète par rapport au Soleil et la masse du satellite par rapport à la planète :

$$\frac{m}{M_\odot} = \left(\frac{a'}{a}\right)^3 \left(\frac{T}{T'}\right)^2$$

(m = masse de la planète autour de laquelle gravite le stellite.
$M_\odot$ = masse du Soleil.
a, T = demi-grand axe et période de révolution de la planète.
a', T' = demi-grand axe et période de révolution du satellite autour de la planète.)

Cette relation peut s'appliquer à la Terre, dont la masse est connue; on en tire donc la valeur de $M_\odot$ puis, en appliquant la loi à une autre planète, la valeur de la masse de cette planète. Des résultats plus précis ont été obtenus en tenant compte des masses planétaires par rapport à celle du Soleil, des perturbations provoquées par des planètes voisines, etc., c'est ainsi qu'on a pu déterminer, en définitive, les nombres indiqués p. 46. Dans le cas de planètes dépourvues de satellite (Mercure, Vénus, Pluton), la méthode n'est pas applicable; on utilise alors les lois des perturbations planétaires. Depuis Le Verrier, on sait calculer la masse d'un corps perturbant le mouvement d'un autre corps, lorsque ce mouvement est connu avec précision. Les progrès des techniques astronautiques et des moyens de calcul ont permis des mesures très précises, en particulier dans le cas de Vénus dont la masse a été obtenue à partir des perturbations que cette planète exerce sur la fusée *Mariner II.*

Conception relativiste de la gravitation.

Nous verrons plus loin p. 97 que la théorie de la relativité considère que la gravitation, c'est-à-dire l'attraction d'un corps par un autre, n'est pas une force mystérieuse, mais une propriété de l'espace; lorsqu'une masse matérielle importante se trouve dans une région de l'espace, elle en transforme la nature géométrique, le déforme et la trajectoire d'un corps de masse négligeable par rapport à une masse centrale est perturbée en fonction de cette déformation de l'espace. On peut se figurer, d'une façon très approchée et inévitablement inexacte, le phénomène de la manière suivante : supposons que l'espace soit représenté par une feuille de caoutchouc; si nous plaçons en une région de cette feuille tendue une boule de plomb, la surface va se déformer dans la région de la boule de plomb; si nous lançons dans cette direction une petite bille de masse négligeable, elle va abandonner la trajectoire rectiligne qu'elle aura eue sur une partie de la masse élastique, pour « tomber » dans le creux provoqué par la présence de la masse de plomb : l'espace, au voisinage de cette masse, n'a pas les mêmes propriétés que dans les autres régions.

Or, si l'on étudie le mouvement de Mercure, on constate que le périhélie de cette planète (c'est-à-dire le point où Mercure est le plus proche du Soleil) doit varier de 5",3 par an dans le plan de cette orbite, sous l'influence des perturbations. Le Verrier, qui avait trouvé ce résultat par le calcul des perturbations, constata qu'il n'était pas en accord avec l'observation qui fournit une avance de 5",3 au lieu de 5",7. Pour expliquer ce décalage entre l'avance observée du périhélie de Mercure et l'avance calculée, on invoqua des influences diverses : influence perturbatrice d'une planète plus proche du Soleil que Mercure, planète hypothétique qui ne fut jamais découverte (et qui n'existe pas), variation de l'attraction newtonienne, aplatissement du Soleil, etc. Einstein en 1917, en supposant que la présence d'une masse de matière dans une région de l'espace transformait les propriétés de cet espace, calcula que pour une planète dont l'orbite a une excentricité e et un demi-grand axe a, le périhélie devait avancer de $\alpha + \Delta\alpha$ par siècle; la quantité α étant due aux perturbations et pouvant être calculée par la méthode de Le Verrier, et la quantité $\Delta\alpha$ étant une conséquence de la déformation de l'espace due à la présence d'une masse matérielle, conformément aux théories de la relativité, et donnée par la formule :

$$\Delta\alpha = \frac{1}{a^2\sqrt{a}} + \frac{3'',83}{1 - e^2}$$

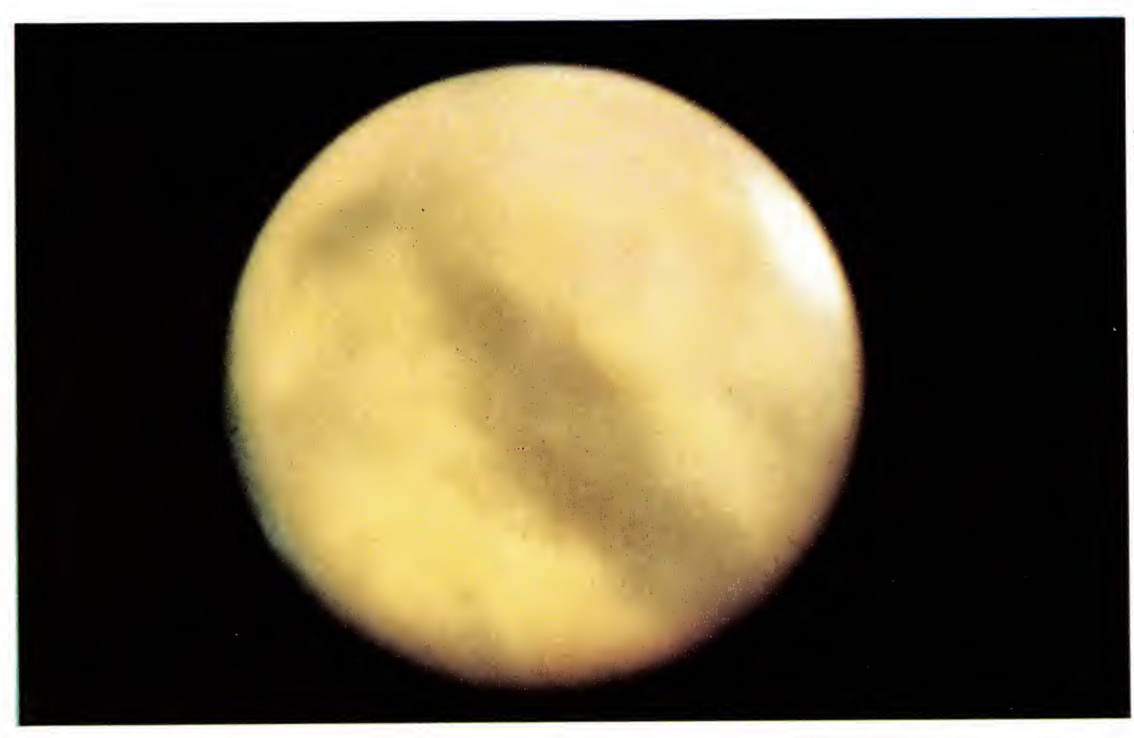
cette quantité est évidemment très petite; pour un siècle, selon la théorie d'Einstein, le périhélie d'une planète devrait donc avancer de :

43,03" pour Mercure
8,63" pour Vénus
3,84" pour la Terre
1,35" pour Mars
etc.

C'est dans le cas de Mercure que cette avance relativiste est la plus importante, si l'on se reporte aux calculs et aux observations de Le Verrier; on constate que pour un siècle, selon Le Verrier, la planète aurait dû voir son périhélie avancer de 530", alors que l'observation donnait une avance de 570 secondes; on a donc $\Delta\alpha$ = 40", ce qui est très voisin de l'avance prévue par la théorie de la relativité (des mesures précises en 1947 ont permis d'observer pour Mercure une variation séculaire un peu supérieure à 40", c'est-à-dire se rapprochant de la valeur calculée par Einstein : 42"56, ± 0",94). L'avance du périhélie de Mercure fut la première preuve expérimentale de la relativité généralisée.

Données numériques complémentaires sur les grosses planètes.

La longitude d'une planète, de son périhélie, et du nœud ascendant de l'orbite (le nœud est le point, on le sait, où l'orbite planétaire coupe l'écliptique) sont des fonctions du temps; si le temps t est mesuré en années du calendrier julien (365 jours 1/4), en posant comme origine T = 12 heures (T U) du 31 décembre 1899, on obtient les résultats du tableau donnant les longitudes des éléments indiqués pour les différentes planètes :



Phot. California Inst. of Technology and Carnegie Inst. of Washington. S.A.G.

Mars.
A l'œil nu, Mars apparaît rouge comme un rubis ; au télescope, la planète apparaît bigarrée (rose, orangé, bistre).

Planète	Longitude de la planète	Longitude du périhélie	Longitude du nœud ascendant
Mercure	178° 10′ 44″,8 + 5381066″,5562 t	75°53′49″,7 + 55″,9249 t	47° 8′ 40″,9 + 42,6513 t
Vénus	342°46′3″,2 + 2106691″,6617 t	130°8′25″,9 + 49,4027 t	75°47′17″ + 32″,9050 t
Terre	99°41′48″,7 + 1296027″,6895 t	101°13′7″,2 + 61,7177 t	
Mars	293°44′26″,6 + 689101″,0651 t	334°13′5″,8 + 66,2542 t	48°47′12″ + 27,970 t
Jupiter	238°2′57″,3 + 109306″,8715 t	12°43′15″,3 + 57″,9586 t	99°26′36″,2 + 36″,3791 t
Saturne	266°33′51″,8 + 44046″,3558 t	91°5′53″,4 + 70″5030 t	112°47′25″,4 + 31″,4350 t
Uranus	244°11′50″,9 + 15475″,0876 t	171°32′55″,1 + 53″,4396 t	73°28′37″,6 + 17″,9520 t
Neptune	84°27′28″,8 + 79″15″,8929 t	46°43′38″,4 + 51″,2847 t	130°40′52″,9 + 39″,5617 t

d'après l'*Annuaire du Bureau des longitudes*.

Description physique des grosses planètes.

Mercure.

C'est la planète la plus proche du Soleil ; l'ellipse qu'elle parcourt autour du Soleil est la plus allongée de toutes les orbites planétaires, l'aphélie vaut à peu près 0,39 et le périhélie 0,31 unité astronomique. La présence de taches sombres sur la surface de la planète permet de calculer sa durée de rotation, et l'on constate que Mercure, comme la Lune, présente toujours le même hémisphère à la lumière et à la chaleur solaires. Il en résulte que la face éclairée de Mercure connaît une température très élevée, de l'ordre de 300 °C, alors que la face obscure est très voisine de – 273 °C (la température de la face éclairée indiquée ci-dessus est contestée par les radioastronomes qui proposent une température comprise entre 500 °C et 1 100 °C).

Le pouvoir réfléchissant de Mercure (ce qu'on appelle l'*albedo* de la planète) est voisin de celui de la Lune : il vaut 0,055 d'après les mesures de l'astronome français A. Danjon, c'est-à-dire que Mercure réfléchit un peu plus de 5 % de la lumière qu'il reçoit du Soleil ; ce qui permet de penser que le sol de Mercure ressemble à celui de la Lune, c'est-à-dire qu'il est pulvérulent. On observe souvent des obscurcissements du disque de Mercure, dus vraisemblablement à des poussières qui constituent donc une très fine « atmosphère » autour de la planète. On voit, d'après cette description, qu'aucune vie, au sens où nous l'entendons sur la Terre, n'est possible sur Mercure.

En 1971, F.P. Ney et T.L. Murdock (Minnesota, États-Unis) ont publié une observation intéressante sur Mercure. Ils ont enregistré, à l'aide d'une technique ingénieuse, un signal sur la partie non éclairée de la planète, et ils ont trouvé une température de – 162 °C (± 3 °C). Ils en ont conclu que les constituants du sol de Mercure étaient semblables à ceux du sol lunaire.

Vénus.

Vénus est une planète qui ressemble à la Terre, tant par ses dimensions que par sa densité (ce qui permet de penser que sa constitution interne est semblable à celle de notre globe). Le pouvoir réfléchissant de Vénus est très grand (albedo = 0,64), ce qui donne à Vénus un éclat tellement vif qu'on peut la voir au début et à la fin du jour, même lorsque le ciel n'est pas encore obscurci (c'est l'*étoile du matin,* l'*étoile du soir,* l'*étoile du berger, Lucifer*). L'analyse spectrale de la lumière solaire diffusée par la planète montre la présence de gaz carbonique, d'azote et d'oxygène (ce dernier corps n'existant qu'à l'état de traces infimes) ; il y a donc autour de la planète une atmosphère, peu propice à la vie animale puisqu'elle comprend surtout du gaz carbonique ; on a aussi cherché à déterminer la présence d'eau à l'état de vapeur dans cette atmosphère. La recherche était difficile, car la vapeur d'eau est abondante dans l'atmosphère terrestre, et l'analyse spectrale ne permet pas de conclure que les raies observées dans le spectre sont réellement dues à Vénus ; en 1959, l'astronome J. Strong a entrepris des observations en ballon, à 24 000 m d'altitude, c'est-à-dire en dehors non pas de l'atmosphère terrestre, mais de l'humidité atmosphérique terrestre ; ces observations ont conclu à la présence de vapeur d'eau dans l'atmosphère de Vénus. Depuis 1961 (observation à l'aide des sondes spatiales *Venera 1* à *Venera 12* pour l'URSS, programmes *Mariner* et *Pioneer Venus* des États-Unis), nos connaissances sur Vénus ont évolué ; s'il y a de la vapeur d'eau dans son atmosphère, ce ne peut être qu'à très faible dose. L'atmosphère de Vénus contient 93 à 97 % de CO_2, 2 à 5 % d'azote et 0,4 % d'oxygène ; la pression atmosphérique y est de 60 à 140 fois plus grande que la pression atmosphérique terrestre normale.

Comme Mercure, Vénus tourne sur elle-même dans le même temps où elle tourne autour du Soleil ; elle expose donc toujours le même hémisphère aux rayons solaires ; au niveau du sol la température doit être de l'ordre de 400 à 530 °C, ce qui est une température exceptionnellement élevée qu'on explique par l' « effet de serre ». La chaleur rayonnée par le Soleil serait emmagasinée dans l'atmosphère de Vénus.

La nature du sol vénusien était inconnue jusqu'aux explorations de la fusée *Mariner II ;* l'observation de la planète est en effet considérablement gênée par l'atmosphère dense à laquelle nous avons fait allusion et qui comprend de nombreux nuages. Si l'on s'en tient à la manière dont les ondes radar sont réfléchies par Vénus, il semble que le sol soit lisse et dépourvu des aspérités qu'on rencontre, par exemple, sur la Lune. La sonde américaine *Pioneer Venus I,* lancée en 1978, a révélé les grands traits du relief vénusien : une immense plaine et deux vastes massifs montagneux, qu'on a baptisés *Terra Ishbar* et *Terra Aphrodite,* culminant respectivement à 11 800 m et à 9 000 m. Au total, Vénus est une sorte de Terre éteinte, sur laquelle la vie n'est pas plus possible que sur les autres planètes du système solaire puisque son atmosphère ne comprend ni oxygène en quantité suffisante ni vapeur d'eau.

Mars.

Pour les romanciers du cosmos, Mars, la « planète rouge », fut pendant longtemps considérée comme une planète susceptible d'être habitée. Des trois planètes voisines de la Terre, Mars est en effet la plus remarquable. Comme Vénus, son atmosphère comprend des nuages qui gênent parfois l'observation à partir des observatoires terrestres. Notre connaissance de la planète Mars, qui comportait de nombreux points d'interrogation, est devenue plus précise grâce à l'envoi des sondes spatiales (*Mariner* et *Viking* par la NASA ; programme *Mars* de l'URSS).

L'observation de la planète Mars à la lunette astronomique est en effet particulièrement troublante. Les régions polaires sont recouvertes d'une calotte blanche, analogue aux calottes glaciaires des pôles terrestres. On sait depuis 1952 qu'il s'agit réellement de glace, et que l'eau existe donc sur cette planète, en son état solidifié. La glace martienne se transporte : lorsque les rayons du Soleil frappent convenablement la planète, la glace se transforme en vapeur d'eau (sans passer par l'état liquide) et se déplace d'un pôle à un autre où elle donne une nouvelle calotte glacière. On peut donc supposer qu'il existe sur Mars deux saisons : un été et un hiver, saisons qui s'inversent dans les deux hémisphères, tout comme sur la Terre. On a aussi observé à la surface de Mars des régions distinctes des calottes polaires et qui sont diversement colorées. La plus grande partie de la planète est recouverte de poussières ferreuses qui confèrent à Mars une couleur rouge caractéristique : ces régions sont de véritables déserts interrompus par des zones de coloration plus sombre (les « mers » et les « lacs » de Mars) qui s'éclaircissent selon les saisons (assombrissement au printemps, éclaircissement en automne). On a pensé qu'il s'agissait peut-être de variations de la végétation, un peu comme des feuilles qui seraient tantôt vertes, tantôt mortes ; une telle végétation serait évidemment élémentaire et composée à peu près uniquement de champignons, d'algues ou de lichens ; mais les expériences biologiques du programme *Viking* (1975) n'ont mis en évidence aucune preuve de l'existence de micro-organismes. On peut aussi expliquer ces variations de couleurs par des transformations physico-chimiques du sol martien (il existe des corps qui changent de couleur selon la teneur en vapeur d'eau de l'atmosphère).

Le phénomène martien le plus connu, qui a fait couler le plus d'encre, est celui des « canaux » de Mars. A l'observation, on constate en effet que certaines régions de la planète sont couvertes d'un réseau « géométrique » que, vers la fin du XIXe siècle, on compara à des travaux d'irrigation qui auraient été faits par des *Martiens.* Leur origine est toujours controversée, mais l'analyse des échantillons rapportés par les sondes martiennes tend à montrer que ces larges vallées, dont certaines atteignent 100 km de largeur, sont le produit

d'une érosion géologique qui aurait eu lieu à une époque où les conditions thermiques auraient été différentes de celles que l'on constate maintenant.

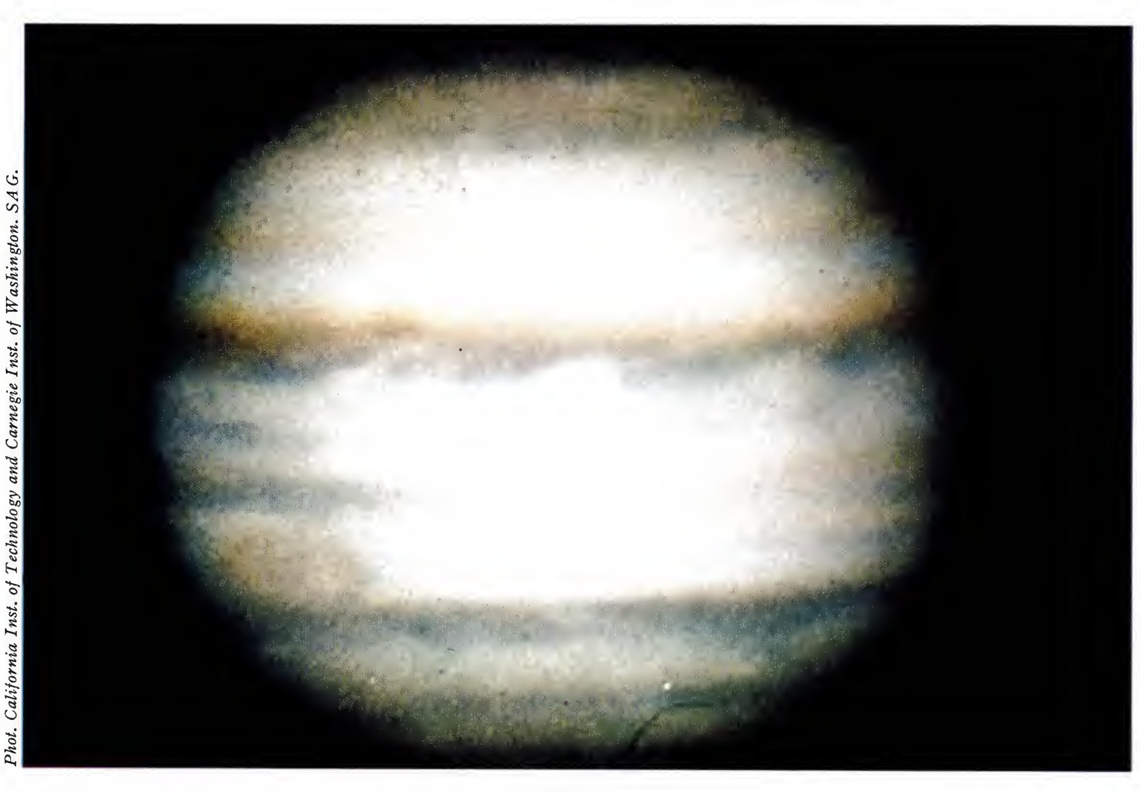
Résumons donc les résultats obtenus par l'opération *Viking* (deux sondes qui se sont posées sur Mars en juillet et en septembre 1976, après avoir parcouru quelque 250 millions de kilomètres dans l'espace interplanétaire) :

1 — L'atmosphère martienne est ténue (cent fois moins dense que l'atmosphère terrestre) ; son constituant principal est le dioxyde de carbone, CO_2 (97 à 98 %). On y trouve aussi de l'azote (1 à 2 %), de la vapeur d'eau, des traces d'oxygène et des gaz rares (néon, krypton, xénon, argon). La température moyenne de la planète est − 43 °C, mais elle peut s'élever à 60 °C à l'équateur et tomber à − 163 °C aux pôles.

2 — L'eau a joué un grand rôle dans l'histoire du paysage martien. Elle existe sous forme de glace dans les calottes polaires (peut-être 50 % du volume de ces calottes), et, toujours sous la même forme solide, dans la voûte planétaire. Cette eau a pu fondre sous l'influence de certains événements inconnus et s'écouler alors, formant les canaux martiens cités plus haut.

3 — L'existence de *vents* martiens, provoquant des tempêtes de sable, est maintenant bien établie ; ces vents, qui peuvent atteindre 180 km/h, ont eu une action sur le relief de la planète (érosion éolienne), mais cette action a été en définitive très faible en ce qui concerne les roches elles-mêmes.

4 — Les explorations futures permettront de comprendre la nature des minéraux martiens, l'histoire de l'atmosphère de la planète et sa structure.


Phot. California Inst. of Technology and Carnegie Inst. of Washington. SAG.

Jupiter.
***La tache rouge** (baptisée ainsi en raison de sa couleur en 1879)* **est une formation ovale de 50 000 km de long : elle intrigue encore les astronomes.**

Jupiter.

Plus de 1300 fois supérieur en volume à la Terre, réfléchissant 42 % de la lumière que lui envoie le Soleil, tournant sur lui-même en un peu moins de 10 heures (ce qui donne à la planète un aspect aplati important), Jupiter ne ressemble en rien aux trois planètes que nous venons de décrire. En particulier sa très faible densité (0,25 par rapport à la Terre) et le fait que les régions équatoriales tournent plus vite que les zones « tropicales » donnent à penser que sa surface est fluide. Jupiter serait constitué essentiellement d'hydrogène, à l'état liquide à la surface du sol (où la température est de l'ordre de − 140 °C), et à l'état solide à l'intérieur de la planète vers 1 000 et 1 500 km de profondeur. Jupiter comprendrait aussi de l'hélium qui passerait à l'état solide au fur et à mesure que l'on s'enfonce à l'intérieur de la planète (?) ; au centre, où règnent des pressions de l'ordre de 100 millions d'atmosphères, un noyau solide peut être supposé.

L'atmosphère de Jupiter est épaisse ; elle est faite de nuages de gaz ammoniac qui cachent très souvent la planète ; certains de ces nuages présentent parfois une couleur vive. Cette atmosphère comprend surtout de l'hélium, à plus de 95 %, et ne contient pas d'oxygène à l'état libre.

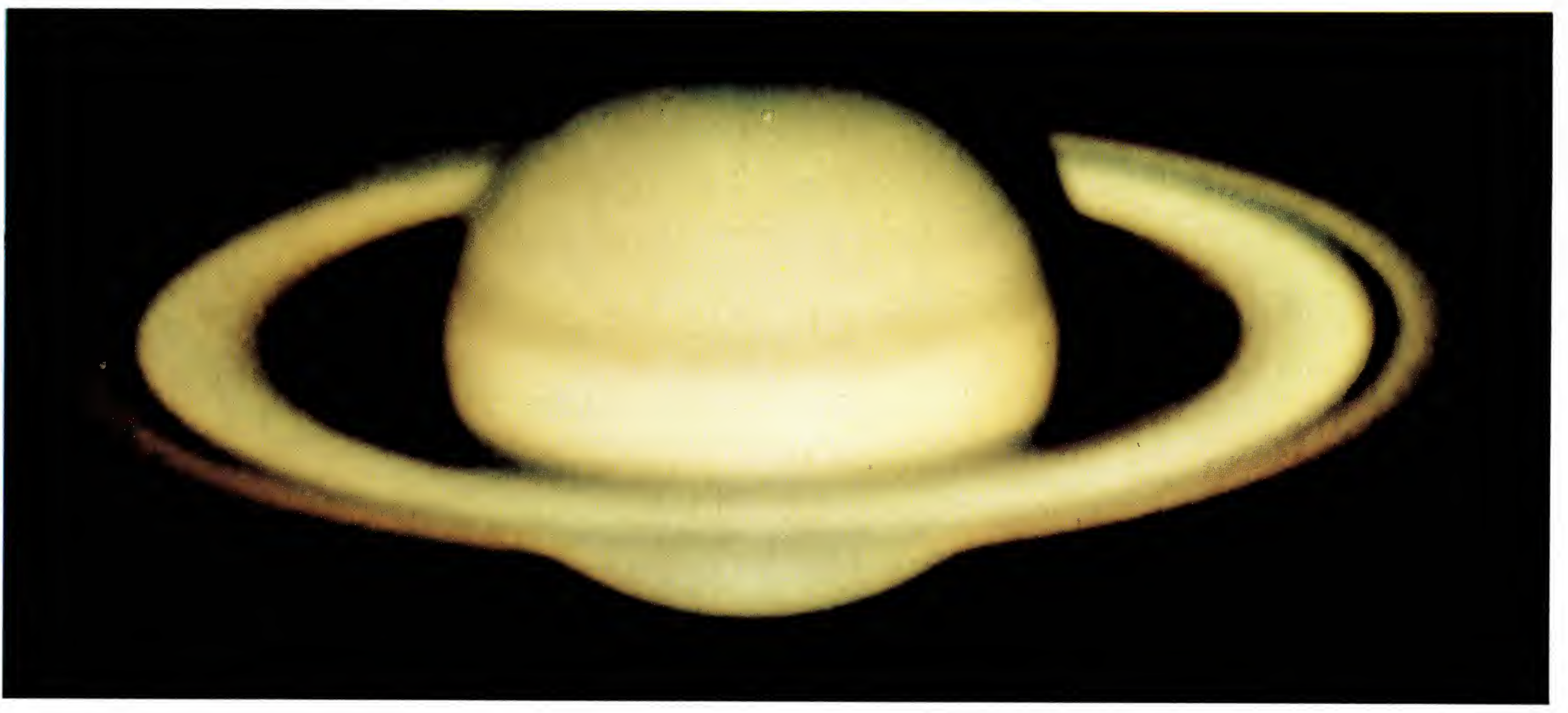
Nous verrons, en étudiant les émissions radioélectriques de Jupiter, que cette planète est entourée d'une ceinture de particules ionisées analogues aux ceintures de Van Allen que les satellites artificiels ont mises en évidence autour de la Terre ; puisqu'une telle ceinture existe, cela prouve que Jupiter possède un champ magnétique susceptible de « piéger » des électrons ; on pense que ce champ serait 200 fois plus intense, à la surface de Jupiter, que le champ terrestre.

La sonde *Voyager I*, lancée en 1977, a émis du voisinage de Jupiter en 1979. Elle a découvert l'existence d'un anneau autour de cette planète, comparable à l'anneau de Saturne. Cet anneau est situé à 5 800 km du sommet des nuages jupitériens et son épaisseur est d'environ 30 km. Sa densité paraît être un milliard de fois plus faible que celle de l'anneau de Saturne.

Saturne.

Saturne est une planète environ 800 fois plus grosse que la Terre, qui présente de nombreuses ressemblances avec Jupiter ; sa densité est extrêmement faible (c'est la plus faible de tout le système solaire) et, comme Jupiter,

Saturne.
A l'œil nu, Saturne se repère facilement dans le ciel : c'est l'astre le plus brillant après Sirius et Vénus, la plus belle étoile de la voûte céleste. Pour voir les anneaux, il faut une lunette de 30 à 40 mm de diamètre d'objectif grossissant 30 à 40 fois. On sait, depuis 1981, qu'il existe en fait, autour de Saturne, des milliers d'anneaux, dont certains sont très fins.


Phot. California Inst. of Technology and Carnegie Inst. of Washington. SAG.

LES SATELLITES DES PLANÈTES

Planètes	Satellites	Découvreurs	Révolutions tropiques				Demi-grand-axe en milliers de km	Excentricité	Inclinaison sur l'orbite de la planète	Magnitude	Diamètre (en km)
			jours	heures	minutes	secondes					
TERRE	Lune		27	7	43	4,7	384,4	0,055	5°9	— 12,7	3 476
MARS	Phobos	HALL (août 1877) à Washington		7	39	13,9	9,4	0,017	27°5	11,5	15
	Deimos	— idem — (août 1877) à Washington	1	6	17	54,9	23,5	0,003	25°5	12,0	10
JUPITER	I. Io	GALILÉE (janvier 1610)	1	18	27	33,48	422		3°	entre 5 et 6	3 550
	II. Europe	GALILÉE (janvier 1610)	3	13	13	41,93	671		3°	entre 5 et 6	3 100
	III. Ganymède	GALILÉE (janvier 1610)	7	3	42	32,92	1071	0,002	2°	entre 5 et 6	5 600
	IV. Callisto	GALILÉE (janvier 1610)	16	16	32	8,60		0,007	3°	entre 5 et 6	5 050
	V. Amalthe	BARNARD (9 septembre 1892) à Mount Hamilton	0,498					0,003	3°	13	
	VI.	PERRINE (3 décembre 1904) à Mount Hamilton (observation photographique)	250,559				11478	0,16	29°3	13,7	
	VII.	PERRINE (2 janvier 1905) -idem-	259,646				11737	0,21	27°4	17	
	VIII.	MELOTTE (27 janvier 1908) à Greenwich (photographie)	743,7 (rétrograde)				23457	0,41	149°1	18	
	IX.	NICHOLSON (21 juillet 1914) à Mount Hamilton (photographie)	746,6 (rétrograde)				23725	0,32	153°9	19	
	X.	NICHOLSON (1938) à Mount Wilson (photographie)	260,0				11720	0,11	28°8	19	
	XI.	— idem —	692,5 (rétrograde)				22564	0,21	163°4	19	
	XII.	NICHOLSON (28 septembre 1951) à Mount Wilson (photographie)	631,0 (rétrograde)				21209	0,17	146°7	19	
SATURNE	I. Mimas	HERSCHEL (septembre 1789)		22	37	5,3	185,6	0,020	28°1	12,1	
	II. Encelade	HERSCHEL (août 1789)	1	8	53	6,8	238,1	0,004	28°1	11,6	
	III. Téthys	J.D. CASSINI (mars 1684)	1	21	18	26,1	294,8	0,000	28°1	10,5	
	IV. Dioné	J.D. CASSINI (mars 1684)	2	17	41	9,5		0,002	28°1	10,7	
	V. Rhéa	J.D. CASSINI (décembre 1672)	4	12	25	12,0	527,2	0,001	28°1	10,0	1 300
	VI. Titan	HUYGENS (mars 1655)	15	22	41	24,7	1222	0,029	27°4	8,3	4 950
	VII. Hypérion	BOND (16 septembre 1848) à Cambridge (E.U.) LASSEL (18 septembre 1848) à Starfield (G.B.)	21	6	38	19,7	1483	0,104	28°	13,0	
	VIII. Japet	J.D. CASSINI (octobre 1671)	79	7	55	25	3560	0,028	16°	variable (de 10 à 12)	
	IX. Phoebé	PICKERING (16 août 1898) à Cambridge (E.U.) (photographie)	550	11,4 (rétrograde)			12954	0,166	175°	14,5	
	X. Janus	A. DOLLFUS (décembre 1966)	(?)	(?)	(?)	(?)	160	0	0 (?)	14	350 (?)
	XI.	programme *Pioneer 11*	(?)	(?)	(?)	(?)	90	(?)	(?)		entre 170 et 600
URANUS	I. Ariel	LASSELL (24 octobre 1851) à Starfield (G.B.)	2	12	29	21,084 (rétrograde)	191,9	0,003	98°	15,2	
	II. Umbriel	LASSELL (24 octobre 1851) à Starfield (G.B.)	4	3	27	37,224 (rétrograde)	267,2	0,004	98°	15,8	
	III. Titania	HERSCHEL (11 janvier 1787)	8	16	56	30,372 (rétrograde)	438,4	0,002	98°	14	
	IV. Obéron	HERSCHEL (11 janvier 1787)	13	11	7	7,140 (rétrograde)	586,2	0,001	98°	14,3	
	V. Miranda	KUIPER (16 février 1948)		33	56 (révolution sidérale)		130	0		19,0	
NEPTUNE	I. Triton	LASSELL (10 octobre 1846) à Starfield (G.B.)	5,877 (rétrograde)				355,3	0	159°9	13,6	?
	II. Néréide	KUIPER (1er mai 1949)	359,9				5560	0,749	5°	19,5	?
PLUTON	Charon	J.W. CHRISTY et R.S. HARRINGTON (1978)	6,39				20 (?)				2 000

Masse (en kilogrammes)	Densité	Observations
7,346 × 10^{22}	3,34	
		Mars : La révolution de Phobos et de Deimos ressemble à celle de nos satellites artificiels.
7,4 × 10^{22}	3,2	*Jupiter :* C'est en étudiant le retard des éclipses de ces satellites par Jupiter entre l'époque calculée et l'époque observée que le Danois Römer détermina la vitesse de la lumière.
4,7 × 10^{22}	3,0	
15,5 × 10^{22}	1,7	
9,65 × 10^{22}	1,5	
3,8 × 10^{19}		*Saturne :* Les anneaux de Saturne sont composés de fragments dont chacun représente un petit satellite; leur répartition est liée aux perturbations exercées par Jupiter sur leur masse.
7,2 × 10^{19}		
6,5 × 10^{20}		
1,03 × 10^{20}		
1,37 × 10^{23}	2,1	
1,4 × 10^{17}	2,1 ?	*Neptune :* Pluton pourrait être un ancien satellite de Neptune qui aurait échappé à l'action de la planète pour tomber sous l'influence du Soleil.
1,8 × 10^{22}	0,5 (?)	

elle est probablement entièrement composée d'hydrogène et d'hélium, l'hydrogène étant liquide (et non pas gazeux) à la surface de la planète, en raison de la très basse température qui y règne (− 160°) et solide à l'intérieur. De même que Jupiter, la rotation de Saturne ressemble plus à celle d'une masse gazeuse qu'à celle d'un corps solide ; et les bandes qu'on observe quand on regarde la planète sont des nuages, parallèles à l'équateur, et diversement colorés (leur coloration est moins variée et moins intense que les bandes de Jupiter). Ces nuages forment une atmosphère analogue à celle de Jupiter (hydrogène, hélium, ammoniac cristallisé et méthane).

Saturne est remarquable par le magnifique anneau qui l'entoure ; cet anneau, très large mais peu épais (de l'ordre d'une centaine de kilomètres), est composé de nombreux petits satellites qui tournent autour de la planète, comme nous le verrons plus loin ; notons dès maintenant que l'anneau de Saturne comprend trois parties : une partie externe, de couleur gris bleuté, une partie médiane, de teinte blanchâtre, et une partie interne plus sombre et transparente. Signalons aussi que, du point de vue radioélectrique, Saturne est une planète intéressante en raison de la présence d'électrons relativistes, c'est-à-dire animés de vitesses voisines de celle de la lumière, piégés dans le champ magnétique de la planète. Ses propriétés radioélectriques seront résumées plus loin. Naturellement, en raison des conditions décrites (température et absence d'oxygène), la vie n'est pas possible sur Saturne.

Les observations des sondes américaines *Pioneer 1* et *Voyager 2* ont permis de découvrir de nouveaux satellites de Saturne (il en a une quinzaine) et quatre ou cinq nouveaux anneaux qui n'étaient pas visibles des observatoires terrestres. Le survol de Saturne par *Voyager 1* (novembre 1980) a ensuite révélé que la planète était entourée d'une structure composée de milliers d'anneaux, qui sont le siège de phénomènes dynamiques extrêmement complexes.

Uranus.

Avec Uranus, nous nous éloignons considérablement du Soleil (Uranus est quatre fois plus éloigné du Soleil que Jupiter et deux fois plus éloigné que Saturne). Cette distance est la cause principale de l'ignorance dans laquelle nous sommes au sujet des caractéristiques physiques de cette planète. Il est difficile de penser qu'Uranus soit une planète où domine l'hydrogène, en raison de sa très haute densité ; on tend actuellement à la considérer comme une planète à base d'hélium, l'hydrogène n'étant qu'un constituant accessoire (au maximum 23 % de la masse totale).

L'atmosphère est épaisse, elle est composée d'hélium, d'hydrogène, de méthane et peut-être de gaz ammoniac ; la température très basse de la surface, du même ordre de grandeur que celle d'Uranus, permet d'affirmer que l'ammoniac s'y trouve à peu près entièrement condensé.

L'observation d'Uranus à l'occasion de son passage devant l'étoile *KME 14,* le 22 avril 1982 à 1 h 30 (temps universel), passage qui n'a duré que quelques secondes, a montré que la planète était entourée d'un système de neuf anneaux très fins (l'anneau 8, par exemple, a une largeur inférieure à 3 km pour un rayon de 47 655 km !).

Neptune.

On connaît déjà l'histoire de la découverte mathématique de Neptune par Le Verrier; c'est une planète invisible à l'œil nu, plus dense qu'Uranus, contenant par conséquent moins d'hydrogène encore, et vraisemblablement formée entièrement d'hélium et d'éléments lourds. L'atmosphère est semblable à celle d'Uranus, et la température très basse (inférieure à − 200 °C). Ici aussi l'éloignement de la planète nous empêche de l'étudier physiquement avec autant de détails que les planètes voisines de la Terre.

Pluton.

La découverte de Pluton, en 1930, procède de calculs analogues à ceux qu'avait faits Le Verrier à propos de Neptune ; comme il est très éloigné de la Terre, nous en ignorons à peu près tout. Un fait cependant mérite d'être noté : sa petitesse (l'astronome Kuiper a trouvé, en 1950, un diamètre apparent de 0,"23, ce qui correspond à un diamètre équatorial de l'ordre de 5 800 km, c'est-à-dire à peu près égal à la moitié du diamètre de la Terre). Pluton ne ressemble donc absolument pas aux très grosses planètes comme Uranus, Jupiter et Neptune ; on a émis l'hypothèse qu'il serait un satellite de Neptune qui aurait échappé à son champ d'attraction pour tomber dans celui du Soleil.

Le rayonnement radioélectrique des planètes

Les planètes émettent deux sortes de rayonnements radioélectriques : un rayonnement thermique, lié à leur température, et un rayonnement non thermique correspondant à des conditions électromagnétiques particulières au voisinage des planètes. Nous avons récapitulé dans le tableau ci-dessous l'état actuel de nos connaissances en cette matière.

Tableau de l'activité radioélectrique des planètes.

Planètes	Température déduite du rayonnement thermique	Rayonnement non thermique	Observations
Vénus	600 °K		Température notablement différente de celle qu'on peut observer à partir des radiations infrarouges; cela serait dû à ce que l'émission radio provient du sol proprement dit de la planète, alors que le rayon infrarouge ne nous provient que de son atmosphère.
Mars	1 000 °K		La température infrarouge est de 220 °K ; l'explication précédente ne convient plus : il faut supposer que Mars possède aussi un rayonnement non thermique.
Jupiter	140 °K (sur λ = 3,15 cm)	sur λ =10 cm (600 °K) 21 cm (2 500 °K) 68 cm (50 000 °K	Les émissions non thermiques correspondent à des mouvements d'électrons dans le champ magnétique de la planète.
Saturne	en infra-rouge : 110 °K sur 21 cm : 220 °K		Ici aussi la différence ne peut s'expliquer par un phénomène de surface comme pour Vénus : il existe sans doute un rayonnement non thermique.

Les satellites.

Toutes les planètes, à l'exception de Mercure, Vénus et Pluton, sont entourées de satellites, plus ou moins grands et plus ou moins nombreux, qui gravitent autour d'elles. Tous ces satellites, à l'exception de la Lune, sont invisibles individuellement à l'œil nu. Ils ne sont donc connus que depuis les premières observations du ciel à la lunette, par Galilée. Le tableau ci-dessus récapitule nos connaissances sur les différents satellites des planètes du système solaire.

Selon une hypothèse récente (Alfvèn, F. Hoyle) l'origine du système planétaire s'expliquerait ainsi : la condensation d'une énorme boule gazeuse, dont le diamètre initial serait 10 millions de fois plus grand que celui du Soleil, aurait provoqué une séparation de la masse gazeuse initiale en une zone centrale (le futur Soleil) et un anneau périphérique, auquel le centre communiquerait son mouvement par les lignes de force d'un champ magnétique « gelé » dans la matière, qu'on peut comparer aux rayons d'une roue de bicyclette.

Sous l'effet de la grande vitesse de rotation, les substances les plus réfractaires (silice, fer) se condenseraient les premières et constitueraient les planètes « proches » du Soleil (Mercure, Vénus, la Terre, Mars) ; les particules ainsi condensées auraient été « agglutinées » par un agent liquide (lequel ? on ne sait : peut-être un hydrocarbure) et les fragments non agglutinés constitueraient les satellites des planètes ainis formées. L'eau et l'ammoniac se condenseraient à une distance plus lointaine (formation de Jupiter et de Saturne), et finalement l'hydrogène et l'hélium constitueraient la matière première des planètes les plus éloignées (Uranus, Neptune).

LES PETITES PLANÈTES

Caractères généraux des petites planètes.

Historique.

Dans les premières années du XIX[e] siècle (de 1801 à 1867), on découvrit, gravitant autour du Soleil, quatre petits astéroïdes : Cérès, Pallas, Junon et Vesta dont la nature planétaire fut aisée à démontrer. Dans les cinquante dernières années du XIX[e] siècle, on en observa plus de 300 ; avec l'avènement de la photographie stellaire, le nombre de petites planètes repérées a considérablement augmenté. Actuellement, le nombre d'astéroïdes dont on connaît les principaux éléments de rotation est d'environ 1 650 ; on a pu en outre calculer les éléments orbitaux de près de 500 autres objets non encore identifiés, et près de 6 000 astéroïdes ont reçu des dénominations provisoires, sans qu'il soit cependant possible de calculer leur orbite. Il est intéressant de noter que les astéroïdes ont un demi-grand axe moyen qui les situe, en général, entre Mars et Jupiter, c'est-à-dire dans l'intervalle « vide » de la loi de Bode (voir p. 63).

Dénominations et dimensions.

Les astéroïdes ont reçu généralement un nom grec (Cérès, Pallas, etc.) ; lorsqu'on eut épuisé tous les noms de la mythologie, on leur donna des dénominations variées correspondant à des noms de savants, à des noms de pays ou d'observatoires, ou même à des noms très fantaisistes ; une nomenclature complète est établie par les annuaires officiels qui leur confèrent à chacun un numéro.

Comme l'indiquent leurs noms, les petites planètes sont de petits astres ; treize d'entre eux ont un diamètre supérieur à 300 km, et les derniers astéroïdes numérotés n'ont que quelques kilomètres de rayon. La totalité des astéroïdes connus correspondrait à un volume sphérique dont le diamètre serait sensiblement le dixième de celui de la Terre et dont la masse en représenterait les huit dix-millièmes. Comme toutes les planètes, les petites planètes tournent sur elles-mêmes ; leur période de rotation est variable : de quelques heures pour les plus importantes.

Distances au Soleil.

Les astéroïdes les plus rapprochés se trouvent à 1,4 UA du Soleil, les plus éloignés 5,3 UA ; on trouvera les valeurs des demi-grands axes dans le tableau ci-contre.

Petites planètes remarquables.

Les planètes troyennes.

On appelle ainsi quatorze petites planètes numérotées dont le demi-grand axe de révolution est très voisin de celui de Jupiter (il varie de 5,0958 à 5,2765 UA alors que celui de Jupiter vaut 5,202561 UA) ; ce sont les astéroïdes : 588 Achille, 617 Patrocle, 624 Hector, 659 Nestor, 884 Priam, 911 Agamemnon, 1143 Ulysse, 1172 Énée, 1173 Anchise, 1208 Troïle, 1404 Ajax, 1437 Diomède, 1583 Antilochus, 1647 Ménélas.

Le triangle Jupiter-Soleil-planètes troyennes est, sensiblement, un triangle équilatéral. Or Lagrange avait prévu, en 1772, que s'il existait une planète tournant sur la même orbite que Jupiter, à soixante degrés en avant ou en arrière (ces deux points sont appelés « points de Lagrange » en mécanique céleste), l'ensemble constituerait un système stable. Les planètes troyennes confirment cette conclusion.

Hidalgo (944).

Découverte en 1920, cette planète est remarquable par l'inclinaison et l'excentricité de son orbite : $i = 42°$, $e = 0,66$; elle s'approche de Mars à son périhélie, et elle atteint presque l'orbite de Saturne à son aphélie.

Planètes voisines du Soleil.

Un assez grand nombre de petites planètes s'approchent du Soleil et de la Terre beaucoup plus que Mars. C'est le cas d'Éros (433) découverte en 1898 et qui, en 1931, s'est approchée à 17 millions de kilomètres de la Terre, ce qui a permis une détermination précise de la parallaxe du Soleil. Les planètes Hermès, Apollon, Adonis, Géographos (1620) et Icare (1166) — cette dernière découverte en 1950 — sont les plus voisines de la Terre ; les trois premiers astéroïdes ont des éléments orbitaux incertains ; Icare, en revanche, est bien connu : il passa à environ 6 millions de kilomètres de la Terre le 15 juin 1968.

Le tableau ci-dessous fournit quelques éléments des astéroïdes les mieux connus :

Numéro	Nom	Magnitude photographique	Demi-grand axe orbital en unités astronomiques
1	Cérès	7,4	2,7675
2	Pallas	8,5	2,7718
3	Junon	9,6	2,6683
4	Vesta	6,8	2,3617
5	Astrée	10,9	2,5790
6	Hébé	9,3	2,4259
7	Iris	9,3	2,3859
8	Flora	9,5	2,2016
9	Métis	9,8	2,3863
10	Hygiée	10,6	3,1508
11	Parthénope	10,4	2,4514
13	Égérie	10,9	2,5763
14	Irène	10,4	2,5878
15	Eunomia	9,4	2,6425
16	Psyché	10,5	2,9228
18	Melpomène	10,1	2,2954
19	Fortuna	11,0	2,4418
20	Massalia	10,0	2,4088
27	Euterpe	11,0	2,3472
29	Amphitrite	10,2	2,5544
39	Laetitia	10,8	2,7702
40	Harmonie	10,6	2,2671
44	Nysa	10,6	2,4219
63	Ausonia	10,7	2,3946
192	Nausicaa	10,9	2,4025
349	Dembowska	11,0	2,9244
354	Éléonore	11,0	2,7948
	Planètes troyennes		
588	Achille	16	5,2112
617	Patrocle	15,8	5,2068
624	Hector	15,2	5,1211
659	Nestor	16,3	5,2368
884	Priam	16,5	5,2164
911	Agamemnon	15,4	5,1328
1143	Ulysse	16,0	5,2076
1172	Énée	16,0	5,1881
1173	Anchise	16,6	5,0958
1208	Troïle	16,3	5,1613
1404	Ajax	16,8	5,1631
1437	Diomède	15,8	5,1431
1583	Antilochus	16,5	5,2765
1647	Ménélas	18,2	5,2224
944	Hidalgo	19,2	5,8139
433	Éros	11,4	1,4581
1620	Géographos	13,4	1,2442
1640	1951 Q A	17,0	2,2890

COMÈTES ET MÉTÉORES.

Les comètes.

Observation des comètes.

Depuis la plus haute antiquité, on a observé le passage fugitif de ces astres « chevelus » que sont les comètes ; les Orientaux semblent avoir été friands de ces observations et l'on doit à Ho Peng Hoke (Singapour, 1962) une recension très complète des observations chinoises, japonaises et coréennes ; il trouve, entre le XIV[e] siècle avant Jésus-Christ et le XVI[e] siècle de notre ère, 581 objets célestes cités — dont un certain nombre ne sont pas des comètes, mais des météores, des planètes, etc. Si l'on ajoute à ces objets les comètes observées en Occident, on peut fixer à environ 1 885 le nombre total de comètes connues. D'après les théories récentes (J. Oort), il existerait quelque 100 milliards de comètes dont seul un très petit nombre passerait à proximité de la Terre et deviendrait ainsi visible.

Les comètes, interprétées d'abord comme des présages, furent longtemps assimilées à des météores, à des exhalaisons de la Terre s'enflammant dans les zones supérieures de l'atmosphère ; à la Renaissance, on leur reconnaît les caractères d'un astre (Peter Appian, Jérôme Cardan, Tycho Brahé), et ce n'est qu'avec Newton que l'on comprendra leur mouvement. C'est d'ailleurs un ami de Newton, Edmond Halley, qui calcula, le premier, les orbites des comètes et prédit le retour de la comète périodique qui porte son nom.

Les comètes sont désignées par l'année de leur découverte, suivie d'un chiffre romain dans le cas où il y aurait plusieurs découvertes la même année ; ce numéro peut être accompagné du nom de l'astronome qui a fait les premières observations de l'astre. Le chiffre romain est attribué en fonction du passage au périhélie. Ainsi 1957 I désigne une comète qui passe la première à son périhélie en 1957, 1957 II celle qui vient en second, et ainsi de suite ; quand une comète réapparaît périodiquement, et que sa période est inférieure à deux siècles, on fait précéder la dénomination de P/.

L'étude physique des comètes à partir de la Terre est limitée, car ces objets ne sont observables que dans un intervalle de temps très court. Le développement des techniques spatiales nous permet d'espérer en savoir bientôt davantage sur ces astres fugitifs qui intéressent tout particulièrement les cosmologistes : en effet, les comètes sont demeurées dans l'état où elles étaient quand elles se sont formées, c'est-à-dire au début de la formation du système solaire. C'est pourquoi l'Agence spatiale américaine, la NASA, l'Agence spatiale européenne (ASE) et l'URSS ont mis sur pied un programme d'étude de trois comètes.

Le satellite *ISEE 3* qui surveille en permanence le Soleil depuis 1979 va être dérouté pour traverser, à la vitesse de 20 km/s, la queue de la comète périodique n° 13 appelée *Giacobini Zinner,* qu'elle interceptera le 11 septembre 1985, à environ 70 millions de kilomètres de la Terre.

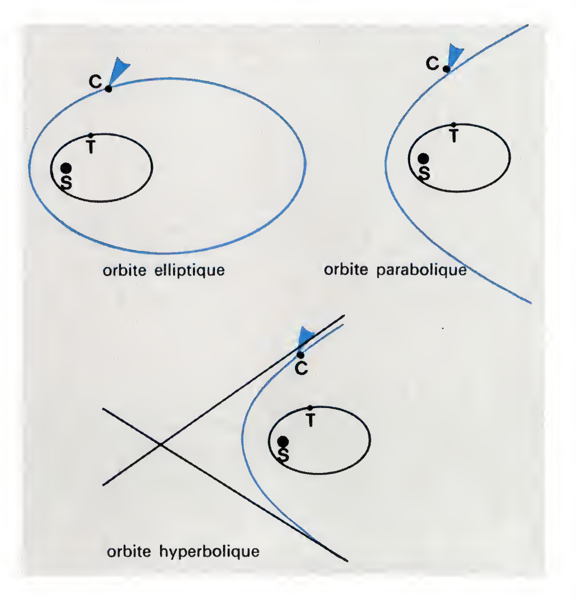
Les sondes spatiales américano-nippo-européennes *Giotto* et *Planet A* et les sondes soviétiques *Vega 1* et *Vega 2* ont rendez-vous avec la fameuse comète de Halley en mars 1986 (le dernier passage de cette comète date de 1910 ; on ne la reverra pas avant 2061).

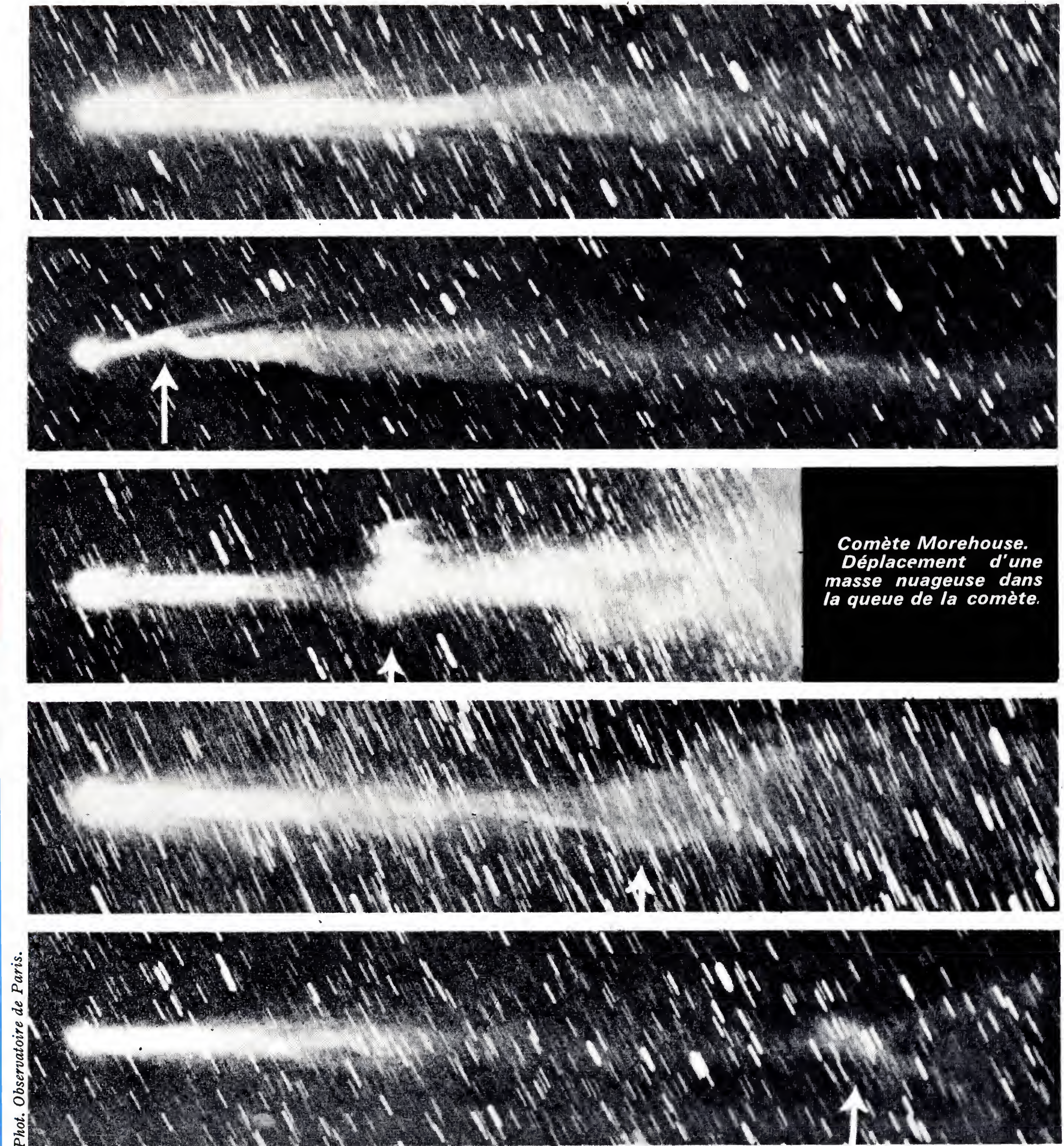
Le programme d'étude de la comète de Halley comporte : des expériences à distance du noyau de la comète (photopolarimétrie, spectrométrie), qui sera photographié en couleur ; l'observation directe, à l'aide de spectromètres de masse, du milieu traversé par les sondes (étude des atomes, des molécules, des ions et des poussières) ; des études de plasma (un plasma est un milieu fluide qui n'est ni gazeux ni liquide, composé de particules électrisées : ion, électron, etc.).

Mouvement des comètes.

Les comètes décrivent autour du Soleil des orbites qui sont voisines de paraboles (dans 80 % des cas), ou d'ellipses ; un très petit nombre de comètes décrivent des hyperboles. Dans tous les cas, le Soleil est au foyer de la courbe ; les orbites elliptiques expliquent que certaines comètes soient périodiques. Mais, comme le montre la figure ci-dessous, la plupart des comètes ne sont vues qu'une fois, puis disparaissent dans l'espace :

Orbite des comètes
Orbite elliptique : après avoir fait un tour complet en P ans, la comète C repasse à proximité de la Terre T et devient visible.
Orbite parabolique ou hyperbolique : la comète passe au maximum deux fois dans le voisinage visible de la Terre.





Comète Morehouse. Déplacement d'une masse nuageuse dans la queue de la comète.

Phot. Observatoire de Paris.

Les 598 comètes dont les éléments orbitaux étaient connus au 31 décembre 1966 se répartissent ainsi :

Comètes périodiques (orbite elliptique) :

Période inférieure à 10 ans	67
Période comprise entre 10 et 20 ans	13
Période comprise entre 20 et 40 ans	3
Période comprise entre 40 et 100 ans	9
Période supérieure à 100 ans	139

Comètes non périodiques :

Orbite parabolique	296
Orbite hyperbolique	71

Parmi les comètes périodiques, il y en a 55 dont le retour a été observé ; les plus célèbres sont : la *comète de Halley* (observée en 1531, 1607, 1682, 1759, 1835, 1910 ; prochain passage en 1986), la *comète de Méchain et Messier,* calculée par Encke (P = 3 ans 4 mois ; c'est la plus courte période cométaire connue ; première observation en 1786), la *comète de Biéla* (1826, P = 6, 7 ans ; disparue en 1852).

La liste des comètes périodiques est donnée dans le tableau ci-après.

Nº	Nom	P (période en années)	Distance au périhélie en U A	Dernier passage au périhélie
1	Encke	3,30	0,33927	1964 juin
2	Grigg - Skjellerup	5,12	1,00293	1967 janv.
3	Honda - Mrkos - Pajdusakova	5,21	0,55572	1964 juil.
4	Tempel (2)	5,26	1,36417	1962 mai
5	Neujmin (2)	5,47	1,31195	1965 juil.
6	Brorsen	5,46	0,58984	1879 mars
7	Tuttle - Giacobini - Kresak	5,49	1,12325	1962 avril
8	Tempel-L. Swift	5,68	1,15316	1908 oct.
9	Tempel (1)	5,98	1,77111	1879 mai
10	Pons - Winnecke	6,12	1,15908	1951 sept.
11	Kopff	6,32	1,51966	1964 mai
12	De Vico - E. Swift	6,32	1,62555	1965 août
13	Giacobini - Zinner	6,41	0,93353	1966 mars
14	Forbes	6,42	1,54469	1961 juil.
15	Wolf (2) - Harrington	6,53	1,61449	1965 fév.
16	Schwassmann - Wachmann (2)	6,53	2,15688	1961 sept.
17	Reinmuth (2)	6,59	1,86723	1954 mars
18	Biéla (noyau 1)	6,70	0,83672	1965 juin
	Biéla (noyau 2)	6,62	0,86062	1852 sep.
19	Daniel	6,66	1,46496	1950 août
20	Wirtanen	6,67	1,61805	1961 avr.
21	D'Arrest	6,67	1,36917	1963 oct.
22	Perrine (1) - Mrkos	6,71	1,27044	1962 fév.
23	Brooks (2)	6,72	1,76312	1960 juin
24	Harrington	6,80	1,58238	1960 juin
25	Arend - Rigaux	6,81	1,43680	1964 juin
26	Johnson	6,86	2,24503	1963 juin
27	Finlay	6,90	1,07719	1960 sep.
28	Borrelly (1)	7,02	1,45247	1960 juin
29	Harrington - Abell	7,22	1,78464	1962 fév.
30	Arend	7,29	1,83175	1959 sep,
31	Holmes	7,35	2,34714	1964 nov.
32	Faye	7,38	1,60809	1962 mai
33	Whipple	7,46	2,47135	1963 avr.
34	Ashbrook - Jackson	7,50	2,32441	1956 avr.
35	Reinmuth (1)	7,60	1,98326	1965 août
36	Oterma	7,91	3,40551	1950 juil.
37	Schaumasse	8,18	1,19595	1960 avr.
38	Wolf (1)	8,43	2,50689	1959 mars
39	Comas Solà (2)	8,55	1,76636	1952 sept.
40	Väisälä	10,52	1,75205	1949 nov.
41	Neujmin (3)	10,95	2,0316	1951 mai
42	Gale	10,99	1,18289	1938 juin
43	Tuttle	13,60	1,02225	1939 nov.
44	Van Biesbroeck	12,41	2,40938	1966 juil.
45	Schwassmann - Wachmann (1)	16,16	5,52284	1941 juin
46	Neujmin (1)	17,93	1,54306	1966 déc.
47	Crommelin	27,87	0,74322	1956 oct.
48	Temple - Tuttle	33,18	0,97652	1866janv.
49	Coggia - Stephan	38,96	1,59586	1942 déc.
50	Westphal	61,73	1,25414	1913 nov.
51	Brorsen - Metcalf	69,06	0,48492	1919 oct.
52	Olbers	69,57	1,17853	1956 juin
53	Pons - Brooks	70,88	0,77379	1954 mai
54	Halley	76,03	0,58716	1910 avr.
55	C. Herschel - Rigollet	156,04	0,74849	1939 août

On connaît, en outre, 40 comètes périodiques dont une seule apparition a été observée et dont la période est inférieure à 200 ans ; voici la liste de ces comètes, à laquelle il faut ajouter les comètes *West* (1976 VI), *Seargent* (1978 M) et *Bradfield* (1979 L) qui se déplace dans le sens contraire de celui des planètes et dont la période est de 315 ans.

Nom	P (période en années)	Distance au périhélie en U A	Dernier passage au périhélie
1949 III Wilson - Harrington	2,3	1,028	1949 oct.
1766 II Helfenzrieder	3,89	0,41108	1766 avr.
1819 IV Blanpain - Pons	5,10	0,89232	1819 nov.
1945 II Du Toit (2)	5,20	1,19714	1966 juill.
1884 II Barnard	5,40	1,27976	1884 août
1930 VI Schwassmann - Wachmann (3)	5,43	1,01143	1930 juin
1743 I Grischow	5,44	0.86156	1743 janv.
1941 VII Dutoit - Neujmin - Delporte	5,54	1,30502	1941 juil.
1886 IV Brooks	5,59	1,32773	1886 juin
1770 I Lexell	5,60	0,67445	1770 août
1939 VIII Kulin	5,64	1,74944	1939 oct.
1783 Pigott	5,89	1,45929	1783 nov.
1916 I C. Taylor (noyau A, Sud)	6,362	1,55801	1916 janv.
1916 I C. Taylor (noyau B, Nord)	6,37	1,55801	1916 janv.
1890 VII Spitaler	6,37	1,81733	1890 oct.
1951 IX Harrigton - Wilson	6,38	1,66524	1951 oct.
1965 b Tsuchinshan(1)	6,62	1,48627	1965 janv.
1892 V Barnard	6,63	1,43409	1892 déc.
1896 V Giacobini	6,65	1,45471	1896 oct.

Les comètes non périodiques les plus célèbres ont été les suivantes (numérotation internationale) : 1811 I, 1843 I, 1858 VI, 1861 II, 1882 II, 1910 I, 1947 XII, 1948 XI, 1957 III, 1957 V, 1962 III.

Nom	P (période en années)	Distance au périhélie en U A	Dernier passage au périhélie
1918 III Schorr	6,71	1,88225	1918 sep.
1965 c Tsuchinshan(2)	6,79	1,76954	1965 fév.
1895 II E. Swift	7,22	1,29802	1895 août
1949 VI Schajn - Schaldach	7,27	2,23415	1949 nov.
1894 I Denning	7,42	1,14720	1894 fév.
1906 VI Metcalf	7,78	1,63231	1906 oct.
1936 IV Jackson - Neujmin	8,53	1,46211	1936 oct.
1881 V Denning - Brooks	8,69	0,72527	1881 sep.
1889 VI L. Swift	8,92	1,35630	1889 nov.
1963 VIII Kearns - Kwee	8,95	2,21330	1963 déc.
1958 VI Slaughter - Burnham	11,64	2,54460	1958 sep.
1960 I Wild	13,19	1,92712	1960 mars
1846 VI Peters	13,38	1,52928	1846 juin
1944 III Du Toit (1)	14,87	1,27714	1944 juin
1961 X Van Houten	15,7	3,9389	1961 avr.
1965 VI Klemola	18,8	1,83727	1965 août
1827 II Pons - Gambart	63,83	0,80669	1827 juin
1883 II Ross	64,63	0,30858	1883 déc.
1921 I Dubiago	67,01	1,11570	1921 mai
1846 IV De Vico	75,71	0,66380	1846 mars
1862 III Swift - Tuttle	119,6	0,96264	1862 août
1889 III Barnard (3)	128,3	1,10240	1889 juin
1917 I Mellish	145,3	0,19019	1917 avr.

COMÈTES ET MÉTÉORES



La comète Ikeya-Seki photographiée le 3 octobre 1965 par R. Rœmer.

Phot. Observatoire de Paris.



La grande comète de Halley.

Phot. USIS.

Nature physique des comètes.

Une comète se compose de trois parties : le *noyau,* la *chevelure* et la *queue ;* noyau et chevelure forment la *tête* de la comète. La queue est toujours dans une direction opposée à celle du Soleil. Les principales caractéristiques physiques des comètes sont les suivantes :

	Tête	Queue
Dimensions.	De 50 000 à 250 000 kilomètres de diamètre. Plus grand diamètre observé : 1 800 000 kilomètres (1811). Diamètre du noyau : de l'ordre du kilomètre. Le noyau émet, sous l'influence du rayonnement solaire, des gaz et des poussières qui diffusent la lumière solaire et qui constituent la chevelure et la queue de la comète.	Plusieurs dizaines de millions de kilomètres. Record : comète de 1843, 320 000 000 kilomètres.
Composition (analyse spectrale des comètes)	Les comètes sont formées de gaz très raréfiés dans lesquels circulent des particules solides; leur luminosité a pour origine la diffusion de la lumière solaire par les molécules gazeuses et les particules solides, et par la fluorescence des molécules qui est provoquée par les radiations en provenance du Soleil.	
	La plupart des molécules sont neutres (OH, NH, CN, CH, C_3, C_2, NH_2) ; on y rencontre parfois des isotopes du carbone et quelques ions (OH^+, CH^+) ; quand la comète se rapproche du Soleil, on voit apparaître les raies jaunes du sodium.	La queue comprend des molécules ionisées : OH^+, CO_2^+, CO^+, N_2^+ ; on ne trouve pas de molécules neutres.
Propriétés et structures.	Modèle en « banc de sable » : noyau constitué de particules (indépendantes ou liées entre elles par l'attraction universelle) et gravitant autour du Soleil (hypothèse de Dubiago et de Lyttleton). Modèle compact (glace et matières minérales) ; selon Donn (1963), il y aurait 40 % de gaz solidifié (vapeur d'eau, méthane, gaz ammoniac), 30 % de radicaux solidifiés non saturés, et 30 % de produits non volatils. A proximité du Soleil, les glaces se vaporisent et entraînent avec elles des poussières solides. Lorsque le noyau est loin du Soleil, par exemple à plus de 10 UA, sa température est inférieure à − 200 °C et aucun de ses composants ne peut se vaporiser ou se sublimer ; ce n'est qu'au voisinage du Soleil que la température de surface s'élève ; des molécules de gaz s'échappent alors dans l'espace, entraînant avec elles des grains de poussière auxquels elles communiquent, par collision, une partie de leur énergie. La vitesse des molécules dépasse 500 m/s ; celle des grains atteint 100 m/s.	Les particules ionisées de la queue sont soumises à la *pression de radiation* du Soleil ; il en résulte une répulsion qui se superpose à la force de gravitation et qui explique l'orientation des queues. Selon une théorie plus récente (Biermann, 1951), la répulsion des queues ionisées est due au *vent solaire* en provenance des régions actives du Soleil et au champ magnétique transporté par le vent solaire.

Conclusion.

La masse des comètes est négligeable par rapport à celle des grosses planètes ; limite supérieure : le millionième de la masse de la Terre ; cette masse est à peu près concentrée dans le noyau. C'est pourquoi le passage de la Terre à travers la queue d'une comète n'aurait à peu près aucune conséquence pour notre globe, contrairement aux craintes communément répandues dans l'opinion publique.

Sur l'origine des comètes, les théories sont incertaines. Pour Lyttleton (1958), les comètes seraient constituées de particules « flottant » dans l'espace, qui se condenseraient et seraient ensuite piégées par l'attraction solaire ; cette théorie de l'*accrétion* faisait suite à celle de Lagrange qui voyait dans les comètes une sorte de projection d'éléments planétaires. Oort (1950) suppose que les comètes se sont constituées en même temps que le système solaire, il y a environ cinq milliards d'années, et qu'elles ont été repoussées en dehors du système solaire par les perturbations. Il y aurait donc, à environ 50 000 UA du Soleil, un nuage de comètes (le nuage de Oort) dont un tout petit nombre parviendrait à passer vers l'intérieur du système solaire (ce nuage comprendrait plus de cent milliards de comètes).

Les comètes ainsi « injectées » dans le système planétaire sont destinées à décrire une ellipse très allongée, quasi parabolique et n'effectuent qu'un seul passage au voisinage du Soleil. Si ce passage se situe à proximité de l'orbite de Jupiter, la plus massive des planètes (plus de 300 fois la masse de la Terre), c'est-à-dire à environ 5 UA du Soleil, et si l'inclinaison de l'orbite quasi parabolique initiale est inférieure à 9°, l'attraction de Jupiter et des autres planètes va perturber le mouvement de la comète, dont la masse est incomparablement plus faible) et son orbite va devenir elliptique, la comète est devenue périodique.

Les météores.

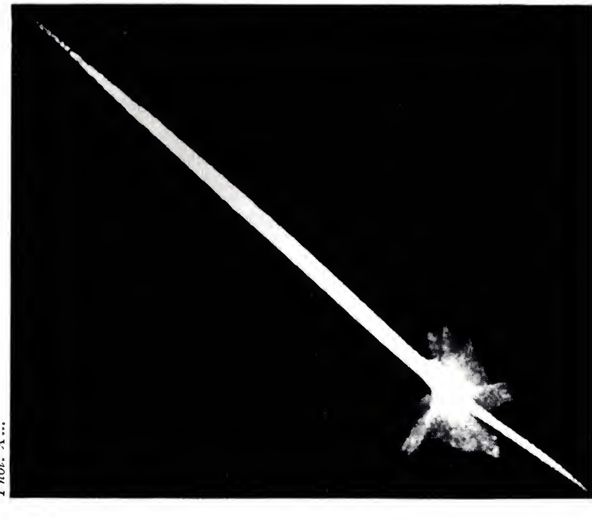
Les apparences.

Qui n'a pas vu, par une nuit d'été, une traînée brillante dans le ciel qu'on appelle, dans le langage courant, une *étoile filante ?* L'origine de ces phénomènes lumineux, que les astronomes appellent, d'une façon moins poétique, des *météores,* est la suivante : il y a, dans l'espace interplanétaire, des petits corps solides, des sortes de cailloux ou de rochers de l'espace, qui sont animés de très grandes vitesses et qui, dans leur mouvement de gravitation, passent au voisinage de la Terre, pénètrent dans son atmosphère et s'échauffent par frottement contre les molécules de l'atmosphère. Le résultat de cet échauffement, qui se poursuit pendant quelques secondes, est le météore. Parmi ces « poussières », certaines, plus brillantes que d'autres, ne se désagrègent pas dans l'atmosphère, mais atteignent le sol : on les appelle des *météorites,* conformément aux décisions de vocabulaire prises par l'Union astronomique internationale.

Nous rencontrerons parfois le terme de « pierre céleste » ou d' « aérolithe » pour désigner les météorites. Dans tout ce qui suit, nous appellerons *météore* (nom masculin) le phénomène lumineux, et *météorite* (nom féminin) l'objet qui a donné naissance au météore et qui parfois s'écrase sur la Terre.

A l'œil nu, les météores sont visibles jusqu'à la cinquième magnitude, à condition qu'il n'y ait pas de Lune ni de lumière parasite ; en surveillant attentivement le ciel, on peut en compter une moyenne de 12 par heure quand l'horizon est bien dégagé. Les météores appartiennent à deux catégories : les uns se dirigent dans toutes les directions du ciel, on les appelle des météores *sporadiques,* tandis que d'autres apparaissent groupés en *essaims,* et correspondent à ce que l'on appelle couramment *pluie d'étoiles filantes.* Les essaims de météores proviennent de petits corps météoriques qui voyagent en groupes et qui, par conséquent, abordent l'atmosphère à peu près en même temps ; tous ces météores semblent provenir d'un même point, qu'on appelle le *radiant,* et se présentent périodiquement. Cette

Explosion d'un bolide.



Phot. X...


Cl. X.

Pluie d'étoiles filantes, le 9 octobre 1933.

Les « étoiles filantes » ont en fait des trajectoires parallèles dans l'espace ; c'est par un effet de perspective qu'on les voit diverger d'un point de fuite (le radiant).

Les grandes météorites produisent au sol des cratères ; on connaît actuellement 14 cratères d'origine météorique :

Nom du cratère.	Date de la découverte.	Diamètre en m du cratère.
Meteor crater (Arizona)	?	1 207
Tunguska (Sibérie centrale) . . .	1908	?
Odessa (Texas)	1921	168
Dalgaranga (Australie)	1923	21
Haviland (Kansas)	1925	17
Kaalijarv (Estonie)	1928	110
Henbury (Australie)	1931	220
Wabar (Arabie)	1932	100
Campo del Cielo (Désert du Gran Chaco) . .	1933	75
Boschole (Australie)	1937	175
Wolf Creek (Australie)	1937	853
Ungava (Québec)	1943	3341
Sikhote Alin (Sibérie orientale) .	1947	26,5
Aouelloul (Mauritanie)	1951	250

Les essaims météoriques.

Les essaims les plus importants sont nommés par le nom de la constellation où se trouve leur radiant, c'est-à-dire le point d'où ils semblent provenir ; on indique parfois, en outre, la lettre grecque désignant l'étoile la plus voisine du radiant. Le tableau suivant, d'après Millman et McKinley, donne les noms des principaux essaims, l'époque de l'année où ils apparaissent et leur importance :

Essaims.	Dates d'apparition.	Nombre de météores à l'heure.
Quadrantides	3 janvier	40
Aquarides	4 mai	20
Perséides	11 août	50
Giacobinides	9 octobre	20 000 (en 1933)
Andromédides	14 novembre	5 000 à 10 000
Léonides	16 novembre	1 000 à 10 000
Géminides	13 décembre	50

On n'a indiqué que les principaux essaims ; en particulier, on a omis les essaims diurnes, c'est-à-dire ceux qui apparaissent pendant le jour.

périodicité provient de ce que les groupes météoriques gravitent autour du Soleil et passent régulièrement à proximité de la Terre. Certaines pluies d'étoiles filantes sont si abondantes qu'on les nomme des *averses* ; le spectacle est alors impressionnant : le dernier en date eut lieu le 9 octobre 1933 (visible à Paris). Lorsque la météorite atteint la surface de la Terre, ce qui se passe lorsque le corps est assez gros pour ne pas s'être consumé entièrement en traversant l'atmosphère, elle se fragmente et, si elle est suffisamment grosse, elle produit un cratère de plusieurs mètres, ou même de plusieurs kilomètres de diamètre, comme ce fut le cas en 1943, dans le Québec, où une météorite provoqua, par sa chute un énorme cratère de 3,3 km de diamètre.

Quelques chiffres.

L'observation systématique des météores est d'autant plus importante que l'homme explore maintenant l'espace interplanétaire, et qu'il est indispensable de connaître les dangers que représentent, pour les vaisseaux spatiaux, ces corps dont la taille, relativement à nos constructions humaines, est parfois colossale ; les corps météoriques représentent pour la navigation spatiale ce que les icebergs sont aux navigateurs polaires. On a donc observé les météores à l'aide de chambres photographiques (notamment à l'Observatoire Harvard) : pour étudier les trajectoires météoriques, on reçoit leur lumière sur des dispositifs photoélectriques, et on les suit au radar. Toutes ces méthodes d'observation ont conduit aux résultats numériques suivants :

Nombre de météores visibles à l'œil nu	8 760 millions par an.
Météorites atteignant le sol	
Pesant 5 kg ou plus à leur entrée dans l'atmosphère	6 par an pour une surface égale à celle de la France.
Pesant 3 tonnes ou plus à leur entrée dans l'atmosphère	5 par siècle pour une surface égale à celle de la France.
Pesant 50 tonnes ou plus à leur entrée dans l'atmosphère	3 par siècle pour la surface totale de la Terre.
Pesant 220 tonnes ou plus à leur entrée dans l'atmosphère	1 tous les 150 ans pour toute la Terre.
Nombre de chutes météoritiques connues depuis le début du XIX[e] siècle	1 000 chutes.
Altitude des météores	entre 60 et 100 km.
Vitesse des météores (les météores du soir sont plus lents que ceux du matin).	de 12 à 72 km/s.

La comète West (1976 VI) a vu, en mars 1976, son noyau éclater. Cet éclatement, vraisemblablement dû au choc thermique que constitue un passage près du Soleil, a été observé entre le 8 et le 24 mars 1976. Le phénomène est peu fréquent ; il est responsable de la destruction de plusieurs comètes. La comète West présente notamment une queue striée tout à fait remarquable : cette structure est sans doute le résultat d'une interaction très brève faisant intervenir des forces électromagnétiques.

Phot. © Ronald E. Royer - SPL/Cosmos/T.



Nébuleuse de la « Tête de Cheval » dans Orion (Barnard 33), nuage de gaz et de poussières situé à 1700 années de lumière.

LES ÉTOILES ET L'UNIVERS

LES ÉTOILES ET LES CONSTELLATIONS.

Description du ciel.

Les constellations.

Levons les yeux au ciel ; éliminons les planètes, reconnaissables au fait qu'elles ne scintillent pas et au fait que leur position par rapport aux étoiles change sur plusieurs nuits d'observation, les météores variés, les comètes, les éventuels satellites artificiels qui s'y déplacent ; il reste l'ensemble imposant des *étoiles,* la bande blanchâtre appelée la *Voie lactée* et, si nos appareils sont puissants et bien utilisés, nous constaterons l'existence des *nébuleuses* et des *extragalaxies.* Limitons-nous provisoirement aux étoiles. La première idée qui vint aux hommes, pour classer les étoiles, fut de les réunir d'après les figures plus ou moins arbitraires qu'elles composent dans le ciel. Ces figures s'appellent des *constellations ;* les noms qui leur ont été donnés sont des noms d'animaux, de héros, d'objets variés ; le baptême fut très souvent chaldéen, puis grec ; le Moyen Age, après les Arabes, utilisa ces dénominations et ce sont ces noms, transformés par les vicissitudes des influences historiques, que traditionnellement l'astronomie donne aux figures de la voûte céleste. Un certain nombre de règles président aux désignations adoptées, depuis 1922, par l'Union astronomique internationale ; il a été convenu de nommer les constellations par leur nom latin et d'indiquer par des lettres grecques (α, β, γ, etc.) les étoiles appartenant à une constellation. L'ordre alphabétique suivi est celui des éclats décroissants : la plus brillante est nommée α, la suivante β, etc. ; la détermination photométrique de la magnitude des étoiles (v. p. 37) a permis de déterminer avec précision l'ordre dans lequel les étoiles d'une constellation devaient être notées ; s'il est nécessaire, les lettres grecques sont suivies des lettres latines en majuscules puis, le cas échéant, des lettres latines en minuscules. On ne dira donc pas la *Grande Ourse,* mais *Ursa Major ;* pour désigner une étoile appartenant à cette constellation, on écrira : α *Ursae Majoris* (*Ursae Majoris* est le génitif, c'est-à-dire la forme complément de nom, de *Ursa Major*). La règle de l'ordre alphabétique parallèle à l'ordre de magnitude n'est pas toujours suivie, soit parce que les étoiles ont une magnitude qui a varié, soit pour des raisons d'ordre traditionnel (en particulier, les étoiles d'*Ursa Major* ne sont pas désignées selon leur magnitude).

Les constellations occupent une certaine région du ciel qui peut être délimitée par des méridiens et des parallèles ; selon une décision internationale qui remonte à 1925-1928, on a étendu le nom d'une constellation à tout un territoire céleste qui comprend, outre la constellation en question, une région définie conventionnellement. L'*Atlas officiel des constellations* a été publié en 1930 par l'Observatoire royal de Belgique ; il a été établi par E. Delporte.

Observation des étoiles.

Quand nous contemplons, la nuit, les étoiles qui brillent dans le ciel, nous constatons — même à l'œil nu — qu'elles n'ont ni le même éclat ni la même couleur ; c'est à partir de ces observations élémentaires qu'on parvient à connaître leur nature physique. Il se pose à l'observateur astronomique trois problèmes.

- *A quelles distances se trouvent les étoiles ?* Il n'est pas possible d'utiliser des méthodes analogues à celles qu'on a décrites pour la Lune ou le Soleil, car les étoiles ne sont pas des petits disques au diamètre apparent mesurable, mais des points lumineux. On utilise donc des moyens *photométriques* qui font intervenir l'éclat apparent et l'éclat absolu de l'astre (v. p. 75) : on aboutit à une classification des étoiles en fonction de leur *magnitude.*

- *Comment mesurer l'éclat des étoiles ?* Nous avons décrit à la p. 37 les principes de la *photométrie stellaire,* branche de l'astrophysique consacrée à ce problème.

- *Quels renseignements tirer de la couleur et, plus généralement, de la lumière émise par les étoiles ?* C'est l'analyse spectrale (v. p. 38) qui répond à cette question ; on peut déduire la température et la constitution physique d'une étoile à partir de son spectre, d'où une classification spectrale que nous préciserons plus bas (v. p. 75).

Les catalogues établis par les astronomes fournissent

les magnitudes et les caractéristiques spectrales des étoiles, ainsi que des renseignements concernant leurs positions et leurs vitesses de déplacement dans l'espace ; ils sont habituellement représentés par des abréviations ; ex. : catalogue HD = catalogue Henry Draper (1918-1924).

Une étoile est désignée soit par sa situation dans une constellation (ex. : α *Centauri*, ou α du Centaure), soit par son numéro dans l'un des nombreux catalogues d'étoiles dont nous citons les principaux à la page suivante.

Comment se repérer dans le ciel.

Lorsqu'on lève les yeux vers la voûte céleste, on a d'abord l'impression d'un immense désordre ; pour se repérer, on doit utiliser les cartes célestes et les catalogues stellaires.

Les catalogues d'étoiles (les premiers remontent à Hipparque et à Ptolémée) nous renseignent sur les positions, la nature, les mouvements des différentes étoiles, mais il fallut attendre l'introduction en 1885 de la photographie astronomique par les frères Henry pour qu'on entreprît une photographie systématique du ciel ; ce travail, commencé en 1889 et dont les modalités furent réparties entre dix-huit observatoires internationaux, n'est pas encore terminé en 1968 ! Il n'a d'ailleurs plus grande raison d'être, depuis que l'observatoire du mont Palomar, en utilisant le télescope à chambre de Schmidt (grand champ) de 1,83 mètre de diamètre, a réussi à photographier le ciel en 879 morceaux (atlas céleste réalisé entre 1949 et 1956). Enfin, il faut souligner l'intérêt du programme astronomique de l'Agence spatiale européenne (ASE) qui a choisi le satellite *Hipparcos* pour mesurer avec précision la position et la vitesse de 100 000 étoiles de tous types spectraux et de magnitude inférieure à 12 (à l'œil nu, par une très belle nuit, on peut à peine distinguer des étoiles de magnitude apparente 6).

Si l'on ne dispose pas de cartes du ciel, et qu'on désire repérer les principales constellations, on peut utiliser les quelques remarques suivantes, qui correspondent à une topographie traditionnelle du ciel, et qui reposent sur trois points de repère : la Grande Ourse, la Voie lactée, et le Baudrier d'Orion.

Tout le monde connaît la Grande Ourse (appelée aussi le Chariot ou, chez les Chinois, la Grande Casserole) ; elle s'étend sur environ 25° dans le ciel et est composée de sept étoiles : α, β, γ, δ, ϵ, ξ, η ; à titre d'indication, on peut retenir que vers le 5 mars la ligne αβ passe au méridien à minuit. En prolongeant la ligne βα d'environ cinq fois la grandeur βα, on atteint l'étoile Polaire, qui est la principale étoile de la Petite Ourse, dont on remarquera la disposition en sens contraire de la Grande Ourse. Si l'on prolonge la ligne βα au-delà de la Polaire, on atteint aisément le W très ouvert de Cassiopée qui est une constellation facilement reconnaissable dans le ciel. En prolongeant la queue de la Grande Ourse d'environ 30°, on atteint Arcturus (constellation du Bouvier) et, à 30° plus bas sur l'horizon, l'Épi de la Vierge.

La Voie lactée se reconnaît sans peine quand les nuits sont sans Lune et sans brouillard. Le long de sa concavité, on trouve : Véga de la Lyre (qui est vers le zénith en début de soirée au mois d'août pour les latitudes de la France), Castor et Pollux puis Procyon (Petit Chien). A l'intérieur même de la Voie lactée, et en repartant de Véga, on trouve successivement Altaïr, de la constellation de l'Aigle, encadrée de deux étoiles nettement moins brillantes qu'on appelle les compagnons d'Altaïr, et Deneb, de la constellation du Cygne (grande croix, couchée dans la Voie lactée). Du même côté que Cassiopée, on peut apercevoir Persée (qui comprend l'étoile variable Algol), le Cocher, dont l'étoile principale (Capella) est une des plus belles du ciel.

Le groupe d'Orion est remarquable par ce qu'on appelle le Baudrier d'Orion, constitué par trois étoiles alignées et à la perpendiculaire desquelles on trouve Bételgeuse et Rigel (Bételgeuse étant à proximité de la Voie lactée) et, au sud de la ligne Bételgeuse-Rigel, on aperçoit la plus brillante étoile du ciel, l'étoile α du Grand Chien : Sirius, qui est opposée à Aldébaran, située de l'autre côté de la ligne Bételgeuse-Rigel.

Le ciel austral, en particulier la calotte polaire, comprend comme principales constellations : la Croix du Sud, le Centaure, dont l'étoile α est une des étoiles les plus proches de la Terre, Canopus (de la constellation de la Carène) qui est la plus brillante du ciel après Sirius, et le *Grand Nuage de Magellan*, qui est le plus proche des univers extra-galactiques.

Les catalogues d'étoiles donnent l'ascension droite et la déclinaison des différentes étoiles au début d'une année t_0 (année tropique) ; en raison des divers mouvements, apparents ou réels, des étoiles, il est nécessaire d'établir une correction qui est fonction de l'année

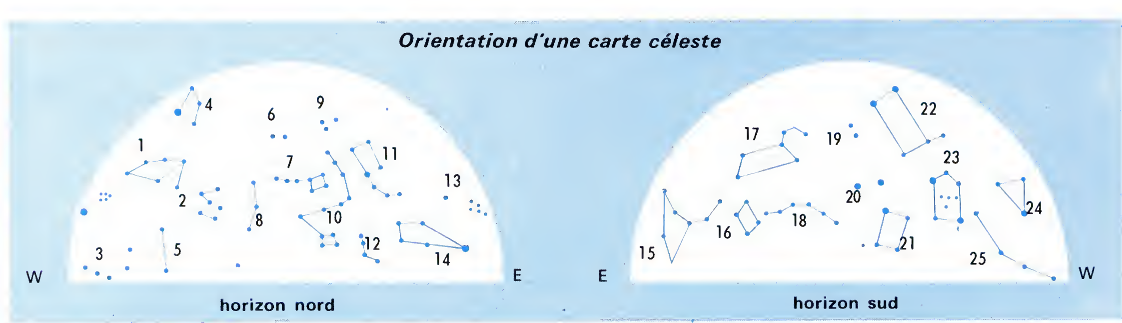
Nom de la constellation	Génitif	Abréviation officielle	Nom de l'étoile α principale (lorsque ce nom existe)	Nom français de la constellation
Constellations du ciel boréal.				
Andromeda	Andromedae	And	Sirrah ou Alpheratz	Andromède
Auriga	Aurigae	Aur	Capella (la Chèvre)	Cocher
Camelopardalus	Camelopardali	Cam		Girafe
Canes venatici	Canum venaticorum	C vn	Cor caroli	Chiens de chasse
Cassiopeia	Cassiopeiae	Cas	Schedir	Cassiopée
Cepheus	Cephei	Cep	Alderamin	Cephée
Corona borealis	Coronae borealis	Cr B	Margarita (les Perles)	Couronne boréale
Cygnus	Cygni	Cyg	Deneb	Cygne
Draco	Draconis	Dra		Dragon
Hercules	Herculis	Her		Hercule
Lacerta	Lacertae	Lac		Lézard
Leo Minor	Leonis Minoris	L Mi		Petit Lion
Lynx	Lyncis	Lyn		Lynx
Lyra	Lyrae	Lyr	Véga	Lyre
Ophiuchus	Ophiuchi	Oph	Rasalhague	Ophiucus (Serpentaire)
Perseus	Persei	Per	Mirfak	Persée
Triangulum	Trianguli	Tri		Triangle
Ursa Major	Ursae Majoris	U Ma	Dubhe	Grande Ourse
Ursa Minor	Ursae Minoris	U Mi	Polaris (la Polaire)	Petite Ourse
Constellations du ciel boréal voisines de l'équateur (de 0° à + 30°).				
Aquila	Aquilae	Aql	Altaïr	Aigle
Bootes	Bootis	Boo	Arcturus	Bouvier
Canis Minor	Canis Minoris	C Mi	Procyon	Petit Chien
Coma Berenices	Comae Berenices	Com		Chevelure de Bérénice
Delphinus	Delphini	Del		Dauphin
Equuleus	Equulei	Equ		Petit Cheval
Pegasus	Pegasi	Peg	Markab	Pégase
Sagitta	Sagittae	Sge		Flèche
Scutum Sobiescianum	Scuti Sobiesciani	Sct		Écu de Sobieski
Serpens	Serpentis	Ser	Unuk	Serpent
Vulpecula	Vulpeculae	Vul		Petit Renard
Constellations du ciel austral.				
Antlia	Antliae	Ant		Machine pneumatique
Apus	Apodis	Aps		Oiseau de Paradis
Ara	Arae	Ara		Autel
Caelum	Caeli	Cae		Burin
Carina	Carinae	Car	Canopus	Carène
Centaurus	Centauri	Cen	Régil Kentaries	Centaure
Chamaeleon	Chamaeleontis	Cha		Caméléon
Circinus	Circini	Cir		Compas
Columba	Columbae	Col	Phact	Colombe
Corona Austrina	Coronae Austrinae	Cr A		Couronne australe
Dorado	Doradus	Dor		Dorade
Fornax	Fornacis	For		Fourneau
Grus	Gruis	Gru		Grue
Horologium	Horologii	Hor		Horloge
Hydrus	Hydri	Hyi	Alphar	Hydre mâle
Indus	Indi	Ind		Indien
Lupus	Lupi	Lup		Loup
Mensa	Mensae	Men		Table
Microscopium	Microscopii	Mic		Microscope
Musca	Muscae	Mus		Mouche
Norma	Normae	Nor		Équerre
Octans	Octantis	Oct		Octant
Pavo	Pavonis	Pav		Paon
Phoenix	Phoenicis	Phe		Phénix
Pictor	Pictoris	Pic		Chevalet du Peintre
Piscis Austrinus	Piscis Austrini	Ps A	Fomalhaut	Poisson austral
Puppis	Puppis	Pup		Poupe
Pyxis nauticus	Pyxidis nautici	Pyx		Boussole
Reticulum	Reticuli	Ret		Réticule
Sculptor	Sculptoris	Scl		Atelier du Sculpteur
Telescopium	Telescopii	Tel		Télescope
Triangulum Australe	Trianguli Australis	Tr A		Triangle austral
Tucana	Tucanae	Tuc	Atria	Toucan
Vela	Velorum	Vel		Voiles
Volans	Volantis	Vol		Poisson volant
Constellations du ciel austral voisines de l'équateur (de 0° à — 30°).				
Canis Major	Canis Majoris	C Ma	Sirius	Grand Chien
Cetus	Ceti	Cet	Menkar	Baleine
Corvus	Corvi	Crv		Corbeau
Crater	Crateris	Crt		Coupe
Crux	Crucis	Cru	Acrux	Croix du Sud
Eridanus	Eridani	Eri	Achernar	Éridan
Hydra	Hydrae	Hya	Alphard	Hydre femelle
Lepus	Leporis	Lep		Lièvre
Monoceros	Monocerotis	Mon		Licorne
Orion	Orionis	Ori	Bételgeuse	Orion
Sextans	Sextantis	Sex		Sextant
Constellations voisines de l'écliptique (zodiaque).				
Aquarius	Aquarii	Aqr		Verseau
Aries	Arietis	Ari	Hamal	Bélier
Cancer	Cancri	Cnc		Cancer (ou Écrevisse)
Capricornus	Capricorni	Cap		Capricorne
Gemini	Geminorum	Gem	Castor	Gémeaux
Leo	Leonis	Leo	Régulus	Lion
Libra	Librae	Lib	Kiffa australis	Balance
Pisces	Piscium	Psc		Poissons
Sagittarius	Sagittarii	Sgr	Nunki	Sagittaire
Scorpius	Scorpii	Sco	Antarès	Scorpion
Taurus	Tauri	Tau	Aldébaran	Taureau
Virgo	Virginis	Vir	Spica (l'Épi)	Vierge

Tableau des constellations.

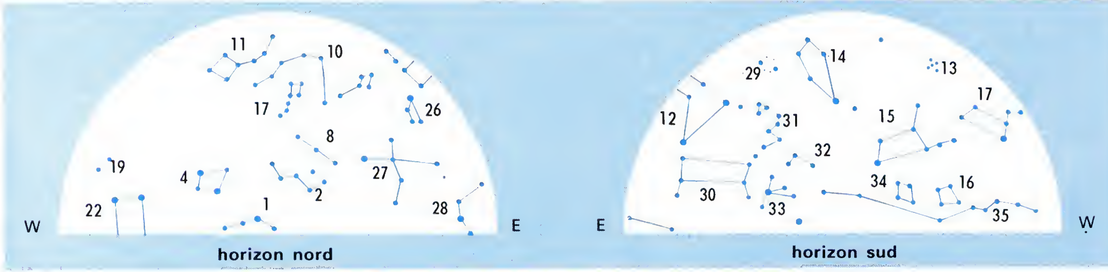
Remarque : La constellation du Serpent est parfois divisée en deux *(Tête du Serpent* et *Queue du Serpent)*, ce qui porte le nombre des constellations à 89 ; cette coutume n'est pas admise par les classifications internationales.

Nom des catalogues	Abréviations usuelles	Auteurs ou observatoires d'origine	Positions	Mouvements propres	Magnitudes	Types spectraux	Nombre d'étoiles	Observations
Astronomische Gesellschaft Katalog	A G	Société d'Astronomie	X				145 000	
Bonner Durchmusterung	B D	Angelander	X				324 198	
Cordoba Durchmusterung	CD ou CoD		X				578 802	
Cape photographic Durchmusterung	C P D		X				454 875	
Fondamental Katalog	F K 4	W. Fricke et A. Kopf		X			1 587	
General Catalogue of Stars	G C	Boss		X			33 342	
Catalogue N 30	N 30	Morgan		X			5 528	
Catalogue d'Henry Draper	H D	H. Draper				X	220 000	$m < 8,5$
H D extension	H D ext.	H. Draper				X	20 000	$m < 11,5$
Harvard Revised Photometry	H P ou R H P	Pickering			X	X	45 792	
Potsdam Durchmusterung	P D				X	X	14 199	
Bergerdorf						X	200 000	$m < 13$
Potsdamer La Paz						X	200 000	$m < 12$
Harvard, Gromingen					X		250 000	$m < 15,9$
Mt Wilson (vitesses radiales)							15 000	
Yale (parallaxes)							6 000	

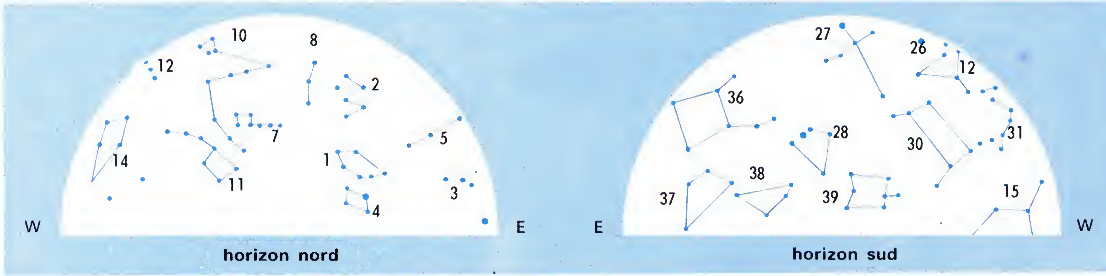
Les principaux catalogues d'étoiles



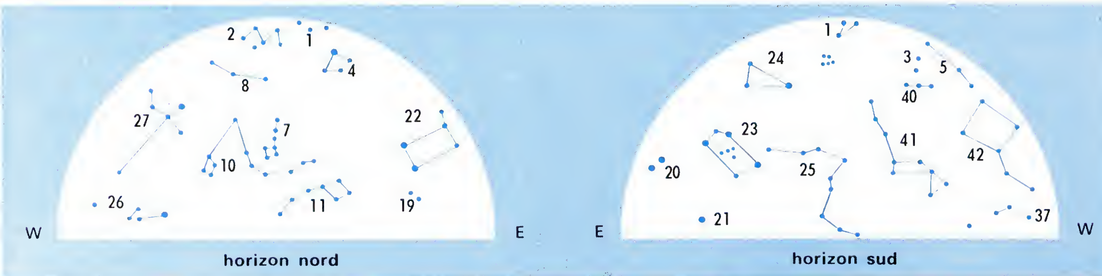
Aspect du ciel un peu avant l'équinoxe de printemps.



Aspect du ciel un peu avant le solstice de juin.



Aspect du ciel un peu avant l'équinoxe d'automne.



Aspect du ciel un peu avant le solstice d'hiver.

1. Persée ; 2. Cassiopée ; 3. Bélier ; 4. Cocher ; 5. Andromède ; 6. Girafe ; 7. Petite Ourse ; 8. Céphée ; 9. Lynx ; 10. Dragon ; 11. Grande Ourse ; 12. Hercule ; 13. Chevelure ; 14. Bouvier ; 15. Vierge ; 16. Couronne australe ; 17. Lion ; 18. Hydre ; 19. Cancer ; 20. Petit Chien ; 21. Grand Chien ; 22. Gémeaux ; 23. Orion ; 24. Taureau ; 25. Eridan ; 26. Lyre ; 27. Cygne ; 28. Aigle ; 29. Couronne boréale ; 30. Ophiuchus ; 31. Serpent ; 32. Balance ; 33. Scorpion ; 34. Corbeau ; 35. Hydre mâle ; 36. Pégase ; 37. Verseau ; 38. Capricorne ; 39. Sagittaire ; 40. Poissons ; 41. Baleine ; 42. Pégase.

tropique considérée ; on obtient les coordonnées moyennes α_1 et δ_1 d'une étoile pour le début d'une année tropique t_1 à partir des relations suivantes :

$$\begin{cases} \alpha_1 = \alpha_0 + m^s (t_1 - t_0) + n^s (t_1 - t_0) \sin \alpha \operatorname{tg} \delta \\ \delta_1 = \delta_0 + n'' (t_1 - t_0) \cos \alpha \end{cases}$$

avec :

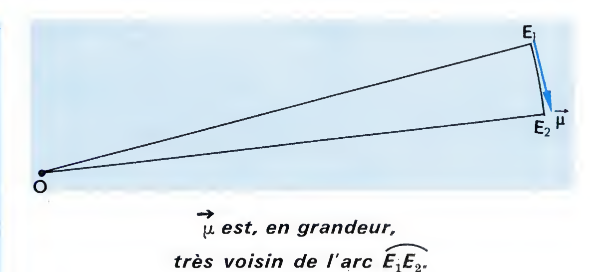
α_0, δ_0 = coordonnées pour l'année t_0

α, δ = coordonnées approchées pour le temps $\dfrac{t_1 + t_0}{2}$

m et n des coefficients fonction de $\dfrac{t_1 + t_0}{2} - 1900$

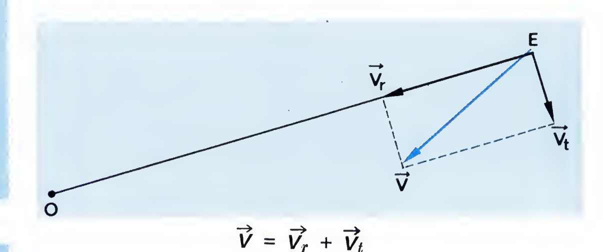
Variation de position d'une étoile.

Si l'on excepte le mouvement diurne, le déplacement d'une étoile sur la sphère céleste dû à la précession et à la nutation transforme, d'année en année, les coordonnées de l'astre ; mais, quand on a éliminé ce mouvement, c'est-à-dire quand on a rapporté les mesures à un équateur et à un point γ moyen fixe, on constate un déplacement de l'étoile d'une année sur une autre (c'est Halley qui fit, le premier, l'observation de ce mouvement propre des étoiles). Comme le calcul du mouvement propre d'une étoile tient compte de son mouvement apparent, il sera toujours entaché d'une certaine erreur due aux approximations des constantes de précession et de nutation. Pratiquement, pour un observateur O, l'étoile a donc un mouvement propre qui la fait passer de E_1 à E_2.



$\vec{\mu}$ est, en grandeur, très voisin de l'arc $\widehat{E_1E_2}$.

Le mouvement propre de l'étoile se fait avec une certaine vitesse v ; cette vitesse est la résultante de deux vitesses : une *vitesse radiale* (dirigée vers l'œil de l'observateur ou s'éloignant de l'œil de l'observateur), et une *vitesse tangentielle*, perpendiculaire à la précédente :



$$\vec{V} = \vec{V_r} + \vec{V_t}$$

L'étoile E se dirige (dans l'exemple de la figure) vers l'œil de l'observateur et, en même temps, se déplace dans la direction du vecteur $\vec{V_t}$; la résultante de ces deux mouvements se fait dans la direction du vecteur $\vec{V}$.

Pratiquement, on ne connaît pas la valeur de la vitesse v d'une étoile (c'est ce qu'on appelle sa vitesse spatiale) ; en revanche, il est possible de connaître sa vitesse tangentielle (il suffit de connaître la distance de l'étoile à l'observateur, c'est-à-dire la parallaxe annuelle de l'étoile) ; quant à la vitesse radiale, elle est mesurée par application de l'effet Doppler-Fizeau : on sait que la longueur d'onde d'une lumière augmente ou diminue selon qu'un astre, ou que toute autre source lumineuse, s'éloigne ou se rapproche de l'observateur. Si l'étoile s'approche, ses raies spectrales seront « plus violettes » ; si elle s'éloigne elles seront « plus rouges ». La mesure de ce décalage des raies permet de mesurer la vitesse radiale grâce à la formule :

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{V_r}{c}$$

Autrement dit, le décalage relatif des raies du spectre est égal au rapport de la vitesse radiale à la vitesse de la lumière. Pour connaître la vitesse spatiale, c'est-à-dire la vitesse au sens physique du terme, de l'étoile, il faut en connaître à la fois le mouvement propre, la parallaxe, et la vitesse radiale. On trouvera dans les tableaux qui accompagnent ce chapitre des renseignements quantitatifs sur les mouvements propres et les vitesses des

étoiles. On peut retenir cependant qu'il y a 48 étoiles visibles à l'œil nu dont le mouvement propre annuel est supérieur à une seconde de degré, et qu'il y en a en tout 400 sur 50 000 000 dont le mouvement propre soit de cette importance, si l'on se limite aux étoiles de magnitudes inférieures ou égales à 16,5. Parmi les étoiles ayant les plus grands mouvements propres connus, on peut citer :

Étoiles.		Mouvement propre.
Invisibles à l'œil nu.	3 561 BD + 4° (étoile de Barnard)	10″,30
	1 841 CD — 45° (étoile de Kapteyn)	8,″79
	1 830 Groombridge	7″,04
Visibles à l'œil nu.	61 Cygni A et B	5″,22
	ε Indi	4″,67

Enfin, il faut noter que par suite du mouvement du Soleil, la vitesse d'une étoile, telle que nous pouvons l'observer, est la résultante d'une vitesse opposée à la vitesse du Soleil et d'une autre vitesse appelée *vitesse résiduelle*. Les vitesses résiduelles d'une étoile sont dirigées vers une direction privilégiée qui s'appelle la *ligne des vertex*, les vertex étant deux points diamétralement opposés sur la sphère céleste dont l'un se trouve dans une direction voisine de celle qu'a le centre de la Galaxie.

Propriétés physiques des étoiles.

Distance des étoiles.

Nous avons déjà signalé les méthodes de mesure. Rappelons-les brièvement :

— Étoiles voisines (distance inférieure à 100 parsecs) : on utilise la parallaxe annuelle et la méthode trigonométrique.

— Étoiles au-delà de 100 parsecs : on utilise des méthodes photométriques. La formule déjà donnée :

$$M = m + 5 + 5 \log \pi$$

(π parallaxe exprimée en secondes)

permet une détermination de π, et par conséquent la détermination de la distance ; M, la magnitude absolue, se mesure soit par des méthodes spectroscopiques (Adams), soit par des méthodes fondées sur la considération des luminosités stellaires.

— Distances extra-galactiques. On a découvert que certaines étoiles, nommées céphéides, ont un éclat qui varie périodiquement, et qu'il existe un rapport entre leur période d'éclat et leur magnitude absolue. A partir de cette relation période-luminosité, on a pu calculer les magnitudes absolues et, par conséquent, les distances des céphéides. Or de nombreuses nébuleuses voisines de notre Galaxie comprennent des céphéides dont on a pu mesurer la période (exemple : la nébuleuse d'Andromède).

— On peut aussi mesurer avec précision la magnitude absolue d'étoiles temporaires particulièrement brillantes qu'on appelle des *novae* et des *super-novae*. On rencontre de telles étoiles dans des nébuleuses extragalactiques, ce qui permet aussi de mesurer leur distance.

— Au-delà de cinquante millions d'années de lumière, aucune étoile n'est perceptible, avec nos moyens actuels, dans l'image des galaxies ; pour mesurer la distance de ces galaxies, on peut utiliser des mesures photométriques, en faisant intervenir les facteurs de majoration de distance. Mais il est préférable d'utiliser les conséquences de la relativité. Si l'on admet que l'univers est en expansion, cela signifie que les nébuleuses doivent s'éloigner de nous avec une vitesse d'autant plus grande que leur distance est plus grande (ce qui est confirmé par l'effet Doppler-Fizeau : le spectre des nébuleuses lointaines se déplace vers le rouge). D'après une loi énoncée en 1928 par Hubble, on peut écrire :

$$D = \frac{V}{75} ;$$

(V, en km/s, vitesse de récession des nébuleuses, D en millions d'années de lumière, distance des nébuleuses).

Le coefficient 75 est très inexact ; les vitesses de récession atteignent 120 000 kilomètres par seconde (observation de Baum au mont Palomar, par des moyens photométriques).

Classe d'étoile	Caractéristiques: Éléments prépondérants	Température	Observations	Exemples
O	Hélium ionisé, oxygène, azote ionisé.	De 31 000° à 36 000°	Éclat généralement faible	γ Voile
B	Hélium neutre, azote, oxygène ionisé une fois, hydrogène.	Entre 15 000° et 20 000°		ε d'Orion
A	Hydrogène (prépondérant), calcium ionisé ; traces de raies métalliques.	10 000° à 15 000°		Sirius et Véga (classe Ao)
F	Calcium ionisé ; atténuation de l'hydrogène.	6 000° à 8 000°		Procyon
G	Raies du calcium ionisé, apparition de la raie du calcium neutre ; tendance à la disparition des raies de l'hydrogène ; nombreuses raies métalliques (très faibles).	Environ 6 000°		Le Soleil, Capella
K	Disparition progressive de l'hydrogène et du calcium ionisé ; intensification des raies métalliques (fer) et du calcium neutre.	Environ 4 000°		Aldébaran, Arcturus
M	Spectre cannelé (présence de molécules non dissociées).	De l'ordre de 3 000°		Bételgeuse, Antarès
R	Carbone et cyanogène.	De l'ordre de 3 000°		
N	Carbone moléculaire.	2 000° à 2 500°		
S	Oxyde de carbone et de zirconium.		Cas particulier des étoiles de type M.	

Spectre des étoiles.

La classification de Harvard classe les étoiles en dix classes, selon la nature de leur spectre : 0, B, A, F, G, K, M, R, N, S. La classe O est celle des étoiles les plus chaudes, la classe S celle des plus froides ; chaque classe est divisée en sous-classes désignées par une lettre minuscule dans le cas de la classe O (Oa, Ob, etc.) et par un chiffre pour les autres classes (G0, G1, G2, etc.). Ces classifications tiennent compte de l'existence ou non de certaines raies dans les spectres obtenus.

La masse des étoiles ne peut être calculée que par la loi de Newton, lorsqu'on peut mettre en évidence un fait d'attraction ; c'est le cas des étoiles doubles, que nous décrirons bientôt. Le premier résultat remarquable à retenir est que l'ordre de grandeur des masses stellaires est presque constant (les luminosités des étoiles varient de 1 à 1 milliard, alors que leur masse ne varie que de 1 à 100).

Eddington a montré en 1924 qu'il existait une relation entre la masse d'une étoile et sa magnitude absolue ; cette relation *masse-luminosité* exprime que la luminosité est une fonction croissante de la masse, presque proportionnellement, et permet par conséquent de calculer la masse d'une étoile en fonction de sa magnitude absolue ; les étoiles naines blanches (voir plus bas) n'obéissent pas à cette loi.

Évolution des étoiles.

Dans notre Galaxie, qui est un assemblage de 200 milliards d'étoiles (parmi lesquelles notre Soleil) séparées par un milieu interstellaire, comme dans les autres galaxies, les étoiles ont une naissance, une vie et une mort ; cette évolution a commencé, pour certaines d'entre elles, il y a une dizaine de milliards d'années ou plus. A l'origine, on se trouve en présence d'un immense nuage d'hydrogène et de poussières qui se divise en une multitude de fragments ; ceux-ci se contractent et forment des *protoétoiles* dont la température et la densité croissent. Lorsque la température du noyau stellaire atteint des valeurs critiques, il se produit des réactions thermonucléaires : les noyaux des atomes d'hydrogène fusionnent et donnent des atomes d'hélium (on dit que l'étoile « brûle » son hydrogène), en même temps, le rayon de l'étoile croît : elle devient une *géante* ou une *supergéante* (rouge ou bleue) en « brûlant » son hélium qui se transforme en carbone et en oxygène. Elle se contracte alors de nouveau par gravitation, la température croît, et l'étoile « brûle » son carbone et son oxygène. Le processus se poursuit, de proche en proche. Les étoiles les moins massives — le Soleil par exemple — deviennent des *naines blanches ;* les plus massives explosent en libérant leur matière dans l'espace : ce sont des *supernovae* (voir p. 79). Une partie de la matière ainsi expulsée se contracte, donnant naissance à une étoile à neutrons ; les étoiles les plus massives se transforment éventuellement en *trous noirs* (v. p. 96). En résumé, l'évolution d'une étoile est commandée par deux processus énergétiques : la contraction gravitationnelle (qui augmente la température du noyau stellaire) et la fusion thermonucléaire (qui transforme l'hydrogène en hélium, puis l'hélium en carbone et oxygène, etc.). L'ensemble de ces processus a été spécialement étudié par Subrahmanyan Chandrasekhar (né en 1910) et par William Alfred Fowler (né en 1911), tous deux prix Nobel de physique en 1983.

● *Le diagramme de Hertzsprung-Russell* (page suivante). C'est une répartition graphique des étoiles établie au début du XXe siècle en fonction de leurs magnitudes absolues et de leurs caractéristiques spectrales ; si l'on porte sur un diagramme en abscisses les indices de couleur (ou des grandeurs qui en sont fonction comme la température ou le type spectral) et en ordonnées les magnitudes absolues, chaque étoile est représentée sur ces graphiques par un point et l'on constate que ces points s'orientent selon des « bandes » qui caractérisent les principales familles d'étoiles.

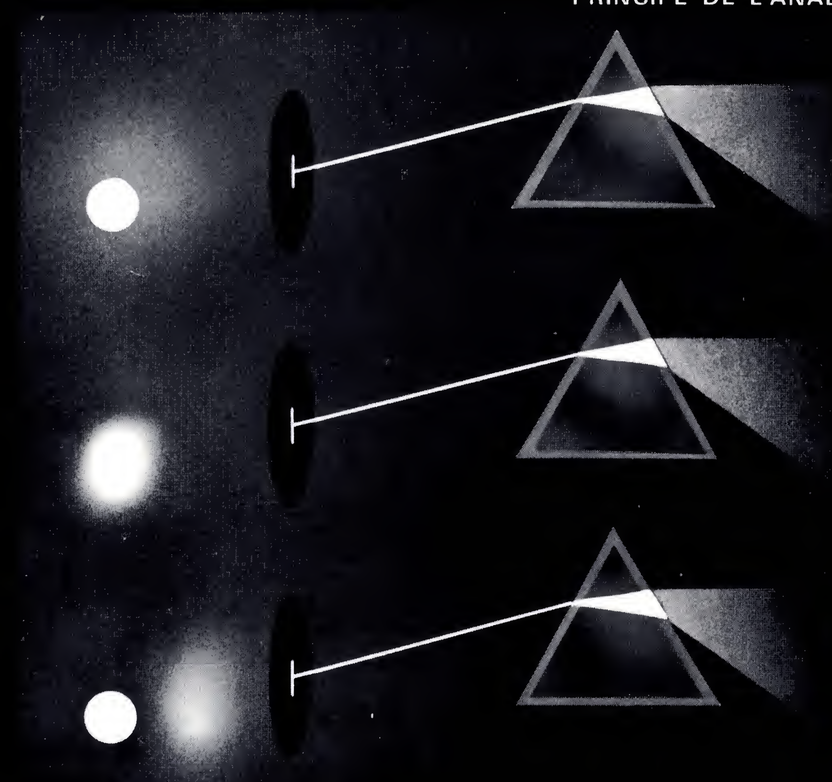
La séquence principale comprend des étoiles bleues de très petite magnitude, donc de très grand éclat (ce sont les *géantes bleues*) et surtout des étoiles de grande magnitude de teintes rouges (ce sont les *naines rouges*).

La bande des géantes comprend des étoiles dont l'indice de couleur tend vers le rouge et qui sont très brillantes ; on peut leur associer la bande des supergéantes située dans le coin supérieur droit du diagramme.

Le groupe des naines blanches (étoiles de très faible

ÉTUDE PHYSIQUE DES ÉTOILES

PRINCIPE DE L'ANALYSE SPECTRALE





La lumière blanche est décomposée par le prisme en plusieurs lumières colorées (l'arc-en-ciel) : c'est un SPECTRE CONTINU.



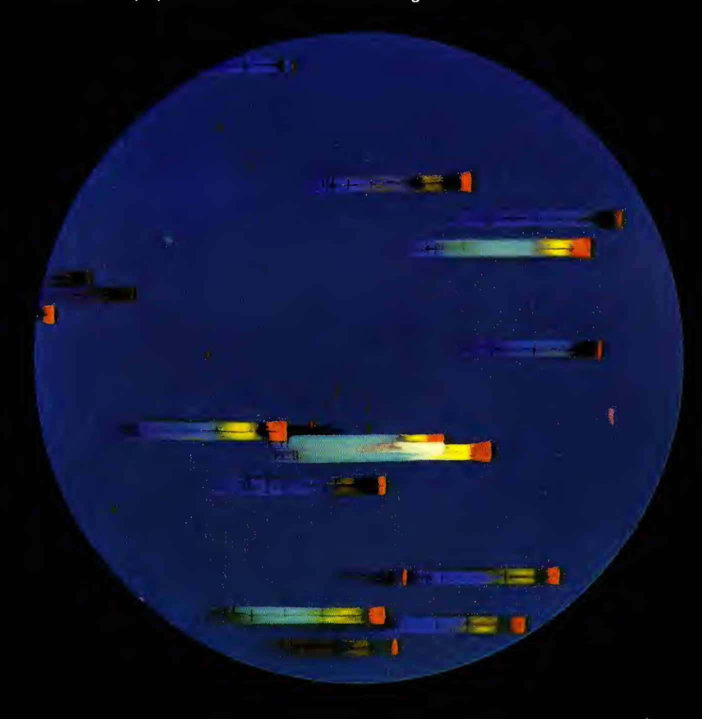
Un gaz léger porté à l'incandescence donne des raies brillantes de longueurs d'onde bien définies : c'est un SPECTRE D'ÉMISSION. La disposition de ces raies est caractéristique de la substance.



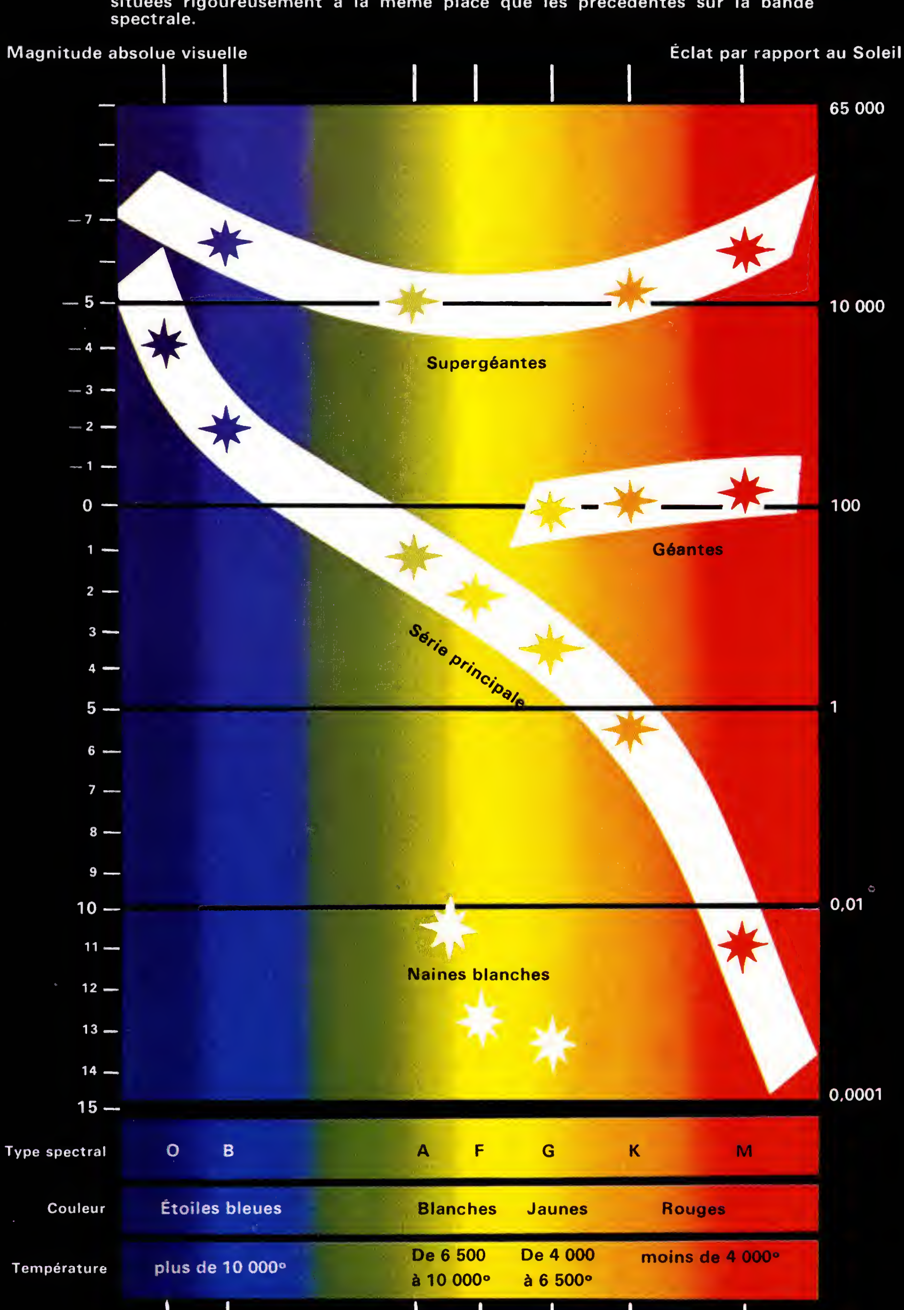
La nappe gazeuse ÉTEINT les radiations émises ; il en résulte un SPECTRE D'ABSORPTION où les raies brillantes sont remplacées par des raies sombres situées rigoureusement à la même place que les précédentes sur la bande spectrale.

LE DIAGRAMME DE HERTZSPRUNG-RUSSELL

Les étoiles se classent d'après leur magnitude absolue et leur type spectral ; la correspondance est figurée par le diagramme d'Hertzsprung-Russell (ci-contre). La branche des géantes ne se raccorde pas à la série principale ; cet intervalle est appelé « brèche de Hertzsprung ». Les naines blanches sont dépourvues d'hydrogène. On a montré que la population d'étoiles représentée sur ce diagramme, qu'on appelle la POPULATION I, ne représente que les étoiles situées dans les spires d'une galaxie ; en fait, dans l'Univers, c'est une autre répartition, la POPULATION II, qui est la plus répandue : elle ne comprend ni supergéantes, ni la partie supérieure de la série principale ; elle n'a donc que des géantes, plus brillantes que celles de la population I, et des naines rouges.



Si l'on associe un prisme à un télescope, on obtient, à la place d'un point brillant représentant une étoile, une bande spectrale qui dépend de la composition et de la température de l'astre. Voici comment apparait un groupe d'étoiles dans la constellation du Taureau.



éclat qui ont brûlé tout leur hydrogène) se situe à la base du diagramme.

Le diagramme de Hertzsprung-Russell concernait les environs immédiats du système solaire, ce qu'on appelle maintenant la population stellaire de type I ; l'observation des amas globulaires a montré qu'en fait l'univers était aussi composé d'étoiles se répartissant différemment (population de type II) ; dans ce diagramme de type II (non représenté sur la page ci-contre), on constate l'absence des supergéantes rouges et des géantes bleues ; l'interprétation de ces diagrammes se fait à partir de l'évolution des étoiles.

Les étoiles évoluent selon un cycle énergétique analogue à celui décrit pour le Soleil, et qui transforme leur hydrogène en hélium. Les supergéantes « brûlent » leur hydrogène très rapidement, leur vie est courte, elles s'éteignent et disparaissent, ce qui explique qu'on n'en rencontre pas dans la population II. Les naines blanches sont des étoiles qui ont transformé leur hydrogène lentement, qui n'en ont pratiquement plus et qui ne rayonnent que grâce à la contraction gravifique de leur masse. Entre ces deux extrêmes, il y a la série principale. Cette série est composée d'étoiles jeunes. Les géantes rouges, dont la production énergétique est considérable, sont des étoiles jeunes dont le noyau comprend non seulement de l'hydrogène mais encore de l'hélium ; pour conserver son équilibre, l'étoile se dilate, et elle tire de cette dilatation son plus grand éclat. On peut donc juger de l'âge d'une étoile d'après la lumière qu'elle émet, le stade final de naines blanches correspondant, en quelque sorte, à la mort de l'étoile. Principaux résultats, d'après les dernières évaluations :

— *Population I* (à l'intérieur de notre Galaxie) :

NGC 188 : 11 milliards d'années,
Messier 67 : 7 milliards d'années.

(Les indications Messier 67 et NGC 188 caractérisent des amas d'après la classification Messier (fin du XVIII[e] siècle) et la classification NGC (qui a débuté à la fin du XIX[e] siècle).

— *Population II* (environ 14 milliards d'années) :

Messier II, Messier III, Messier V.

- *Évolution physique d'une étoile.*

1 — On peut supposer qu'une étoile se forme à partir d'une matière première puisée dans le milieu interstellaire, c'est-à-dire de particules libres (donc sans aucune énergie gravitationnelle) sans énergie cinétique (le gaz interstellaire étant à une température voisine du zéro absolu). On peut simplifier les choses en négligeant les molécules (H_2, OH, etc.), d'ailleurs peu abondantes par rapport aux protons et aux électrons qui font partie d'un *plasma* neutre. Les seules sources d'énergie sont la masse au repos de ces particules (938 *MeV* pour un proton ; 0,511 *MeV* pour un électron). La future étoile est alors à l'état « embryonnaire ».

Protons et électrons sont trop éloignés les uns des autres pour que les interactions nucléaires, électromagnétiques ou faibles, puissent se manifester. Seules les forces gravitationnelles, qui sont à « longue portée », agissent et accélèrent les particules du gaz interstellaire, leur fournissant une énergie cinétique élevée. Cette extraction d'énergie s'accompagne, selon les lois de la relativité, d'une contraction de la masse (contraction gravitationnelle).

Les mouvements particulaires font entrer en scène les interactions électromagnétiques. Les particules chargées accélérées émettent des photons et perdent de la sorte une partie de l'énergie gravitationnelle acquise. Ces photons finissent par quitter l'« étoile », dont le noyau s'échauffe. Cette première étape se termine lorsque la température du noyau atteint quelques millions de degrés.

2 — A ce moment, le gaz dilué initial a été remplacé par un noyau stellaire où les collisions entre particules sont suffisamment violentes pour permettre le contact entre protons. Une deuxième étape dans la vie de l'étoile commence, caractérisée par :

— la formation de noyaux atomiques (hydrogène, deutérium, hélium) ;

— la production d'énergie provenant de ce processus : ainsi 4 protons libres représentent une énergie de $938 \times 4 = 3752$ *MeV*, tandis qu'un noyau d'hélium 4, formé par le regroupement de ces quatre protons, ne contient que $931{,}5 \times = 3726$ *MeV*, soit une libération énergétique de 6,5 *MeV* par nucléon ;

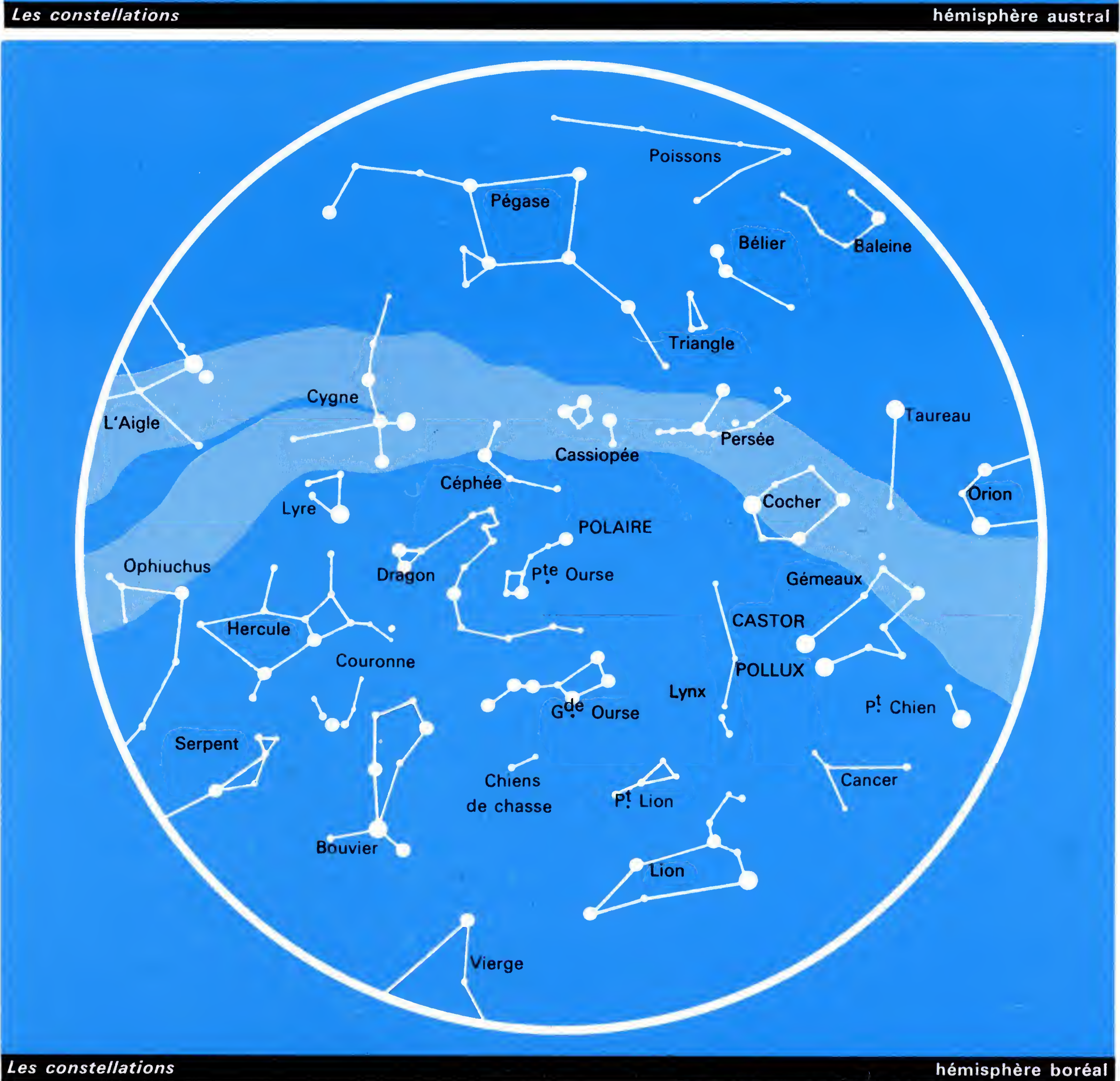
— l'émission de neutrinos.

La contraction gravitationnelle cesse et l'étoile « brûle » son hydrogène à vitesse constante (c'est le cas du Soleil actuel, dont la température nucléaire est d'environ 16 millions de degrés).

3 — Lorsque tous les atomes d'hydrogène ont été « brûlés », la contraction gravitationnelle recommence



Les constellations — hémisphère austral



Les constellations — hémisphère boréal

et il y a de nouveau énergie cinétique accrue des particules et émission de photons. La température centrale augmente et atteint — pour une étoile de masse solaire — quelque 100 millions de degrés. A ce moment, l'hélium prend la place de l'hydrogène dans le processus fournisseur d'énergie et il se forme, à partir de l'hélium 4, du béryllium 8, du carbone 12, de l'oxygène 16 et du néon 20, avec libération, en moyenne, de 0,7 *MeV* par nucléon (soit près de 10 fois moins d'énergie par nucléon qu'au cours de l'étape précédente). L'épuisement en hélium est donc rapide (puisque c'est un « combustible » moins efficace que l'hydrogène) : alors qu'une étoile comme le Soleil met environ 10 milliards d'années à utiliser énergétiquement son hydrogène, elle épuise son hélium en quelques millions d'années seulement. A ce stade, l'étoile est une *géante rouge,* à noyau très condensé, mais dont le *manteau* (c'est-à-dire la partie de l'étoile recouvrant le noyau) et l'atmosphère sont très développés.

4 — L'étape suivante est facile à prévoir : lorsque tout l'hélium s'est transformé en carbone 12 et en oxygène 16, il y a de nouveau une contraction gravitationnelle, avec augmentation de la température du noyau, qui passe à environ 600 millions de degrés, et émission de photons. Précisons les conditions du processus :

— les noyaux du carbone 12 ne commencent à réagir qu'aux alentours de 600 millions de degrés ; ils fusionnent alors, totalement ou partiellement, pour donner, principalement, du néon 20, du sodium 22, du magnésium 24, et un peu d'aluminium 26 et de silicium 28 ; le processus est rapide (entre 10 000 et 30 000 ans) ;

— les photons, dont l'énergie était relativement faible au cours des étapes précédentes (rayons visibles, ultraviolets, X et gamma), ont maintenant une énergie de plus en plus grande, qui peut atteindre 0,51 *MeV ;*

— les photons, dont l'énergie atteint 0,51 *MeV,* peuvent se transformer en une paire de corpuscules électron-positron (équivalence de la matière et de l'énergie) ; certaines de ces paires peuvent donner un couple neutrino-antineutrino, comme on l'explique ci-dessous :

photon + photon + IEM → électron + positron ($e-$) ($e+$) { + IEM → photon + photon ; + IF → neutrino + antineutrino }

IEM = interaction électromagnétique
IF = interaction faible.

Or, alors que les rayons gamma sont très vite absorbés, les neutrinos qui s'échappent de l'étoile lui confèrent une *luminosité neutrinique* de plus en plus grande au fur et à mesure que la température croît.

5 — Quand le carbone 12 est épuisé, il y a, de nouveau, contraction gravitationnelle, échauffement du noyau stellaire et émission de photons (rayons gamma). Ces photons, doués d'une grande énergie, désintègrent le néon 20 selon le schéma suivant :

photons γ + néon 20 ↗ Hélium 4 et Hélium 4 + Néon 20 → magnésium 24 + photons γ ↘ Oxygène 16

(l'hélium 4 libéré est capté par le néon 20 survivant). Ces réactions sont libératrices d'énergie (0,4 *MeV* par nucléon), et la température atteint un milliard de degrés. Ce processus dure quelques mois.

6 — Lorsque la température atteint 1,5 milliard de degrés, l'oxygène 16 peut servir, à son tour, de combustible nucléaire. De nouveaux éléments apparaissent (en particulier le silicium 28), tandis que les constituants gazeux se désintègrent, fournissant des particules et libérant de l'énergie. On peut alors prévoir que ces particules, captées ou associées, vont se maintenir dans des structures stables (ces structures dépendent de la température) : à 3 ou 4 milliards de degrés, les noyaux ont un nombre de masse voisin de A = 56 (fer, manganèse, cobalt, chrome, nickel). Si la température continue de s'élever, on assiste à la *mort* des étoiles, processus qui est différent selon que l'étoile est « petite » (masse égale ou inférieure à celle du Soleil) ou « grande ».

7 — Les « petites » étoiles — celles qu'on appelle les *naines blanches* — ne « supportent » pas la chaleur : bien avant que la température centrale ait atteint la valeur pour laquelle le fer 56 se désintègre, l'étoile se contracte lentement, perd son énergie thermique (par rayonnement) et finit par disparaître.

8 — Les « grosses » étoiles n'agonisent pas ainsi : elles « explosent » spectaculairement, expulsant toute leur matière dans l'espace. Lorsque cet événement a lieu, on observe, pendant peu de temps, une lueur intense, puis l'étoile se réduit à un noyau atrophié, de faible luminosité : ce phénomène est une *supernova,* il a été observé en 1054 par les astronomes chinois, puis en 1572 par Tycho Brahé et en 1604 par Kepler ; aucune autre *supernova* n'a été observée depuis cette date.

Étoiles doubles et étoiles variables.

Les étoiles doubles.

On appelle étoile double un ensemble de deux astres tournant autour de leur centre de masse. Il faut bien entendu distinguer les étoiles doubles réellement doubles des couples d'étoiles qui semblent associés par effet de perspective (une étoile *très proche* du Soleil et une étoile *très loin* du Soleil peuvent sembler constituer une étoile double si leur distance angulaire est très faible : on dit qu'on a affaire à un couple optique et non à un couple physique). Les étoiles doubles sont animées de mouvements qui respectent les lois de Kepler et, selon la manière dont on les observe, on les classe en trois catégories.

● *Étoiles doubles visuelles* (binaires visuelles) : ce sont les couples qui peuvent être observés directement, soit à l'œil nu, soit à l'aide d'un instrument d'optique. Leur période de révolution varie de quelques années à quelques milliers d'années ; on calcule leur orbite à partir d'observations minutieuses. Ainsi *Mizar,* l'avant-dernière étoile de la queue de la Grande Ourse, est en fait une binaire visuelle (observation de Riccioli en 1650).

● *Étoiles doubles spectroscopiques :* ce sont des couples d'étoiles qui ne peuvent pas être séparées par nos instruments, car elles sont trop proches, angulairement, l'une de l'autre ; cependant l'analyse spectrale montre, en provenance de ces deux étoiles, un double spectre. Les périodes de ces étoiles sont très courtes (de l'ordre du jour ou, dans les cas où les révolutions sont les plus grandes, de l'ordre de l'année), ce qui explique qu'on puisse calculer avec précision leurs orbites. En 1889, Pickering (Harvard) découvrit que la plus brillante du couple *Mizar* était elle-même une étoile double spectroscopique (double spectre dont les raies s'éloignent périodiquement les unes par rapport aux autres).

● *Étoiles doubles photométriques :* ce sont des binaires qui ne peuvent être discernées visuellement, et qui, par conséquent, entrent dans la classe précédente ; mais leur plan orbital est dirigé vers l'œil de l'observateur, et il en résulte non seulement des variations spectroscopiques, mais des variations d'éclat : il peut y avoir éclipse d'une des deux étoiles par l'autre, lorsque cette dernière s'interpose entre l'œil de l'observateur et la première étoile du système ; c'est pourquoi on appelle les binaires photométriques des *binaires à éclipse :* ce sont, au fond, des étoiles variables.

Il faut enfin ajouter que certaines étoiles semblent avoir, gravitant autour d'elles, sinon un système planétaire, du moins un *compagnon planétaire.* Les principaux compagnons ainsi découverts sont :

Compagnon de Sirius par Bessel en 1844,
Compagnon de Procyon par Lick en 1896,
Compagnon de 61 Cygni,
Compagnon de 70 Ophiuchi,
Compagnon de l'étoile de Barnard.

L'existence de ces « compagnons » ne nous interdit pas d'envisager l'existence d'autres compagnons interplanétaires, c'est-à-dire de supposer qu'il existe, dans la

Tableau récapitulant les renseignements principaux sur les étoiles les plus voisines de la Terre (distance inférieure à 23 années de lumière).

Distance	Nom des étoiles	Magnitude apparente	Magnitude absolue	Parallaxe en seconde de degré	Mouvement propre annuel en seconde de degré	Vitesse radiale en km/s	Type spectral
149 millions de km.	Soleil	— 26,9	4,7			0	GO
Entre 3 et 6,5 années de lumière.	Centaure	0,3	4,7	0,760	3,68	— 22	G4
	Proxima Centaure	11	15,4	0,760	3,85		M
	Étoile de Barnard	9,7	13,3	0,545	10,3	— 110	M5
Entre 6, 5 et 10 années de lumière.	Wolf 359	13,5	16,6	0,421	4,84	— 90	M5e
	Lalande 21 185	7,6	10,7	0,398	4,78	87	M2
	L 726-8	12,5	15,6	0,410	3,35	+ 30	M5e
	SIRIUS	— 1,6	1,3	0,375	1,32	— 8	AO
	Ross 154	11	13,7	0,350	0,67	— 4	M4e
Entre 10 et 15 années de lumière.	Ross 248	12,2	14,7	0,317	1,58	— 24	M6
	Eridan	3,8	6,2	0,305	0,97	+ 15	KO
	Ross 128	11,1	13,4	0,298	1,40	— 10	M5
	61 Cygne A	5,6	7,9	0,294	5,22	— 63	K5
	B	6,3	8,6	0,294	5,22	— 63	K6
	C	6,3	8,6	0,294	5,22	— 63	K6
	Procyon A	0,5	2,9	0,288	1,25	— 3	F3
	Indien	4,7	7,0	0,285	4,67	— 40	K5
	2398 A	8,9	11,2	0,280	2,29	0	M4
	Groombridge 34 A	8,1	10,3	0,278	2,91	+ 8	M1
	Baleine	3,6	5,8	0,276	1,92	— 16	K0
	Lacaille 9352	7,4	9,6	0,271	6,87	+ 10	M2
	BD+5° 1668 A	10,1	12,2	0,263	3,73	+ 22	M4
	B			0,263	3,73		
	(douteuse)	»	»	»	»	»	»
	Lacaille 8760	6,6	8,7	0,255	3,46	+ 22	M1
	Étoile de Kapteyn	8,8	10,8	0,251	8,79	+ 242	M0
Entre 15 et 20 années de lumière.	Krüger 60 A	9,8	11,8	0,249	0,87	— 24	M4
	Ross 614 A	11	13,1	0,248	0,97	+ 24	M4e
	BD-12° 4523	9,7	11,9	0,244	1,24	— 18	M4
	Étoile Van Maanen (n.b.)	12,3	14,2	0,236	2,98	+ 238	FO
	Groombridge 1618	6,8	8,6	0,222	1,45	— 27	K6
	CD-37° 15492	8,3	9,9	0,219	6,09	+ 24	M3
	CD-46° 11540	9,4	11,2	0,213	1,15	+ 24	M3
	BD+20° 2465 A	9,5	11,1	0,211	0,49	+ 9	M3e
	B	9,5	11,1	0,211	0,49	+ 9	M3e
	CD-44° 11909	10,0	11,6	0,209	1,14	+ 9	M5
	CD-49° 13515	8,6	10,2	0,209	0,78	+ 9	M3
	AOe 17415-6	9,1	10,8	0,206	1,31	— 17	M4
	Ross 780	10,3	11,9	0,206	1,12	+ 13	M5
	BD+15° 2620	8,58	10,2	0,205	2,30	+ 15	M1
	Lalde 25372	»	»	»	»	»	»
	CC 658 (n. b.)	11	12,7	0,203	2,69	+ 15	
	Altaïr	0,9	2,5	0,200	0,66	— 26	A5
	O² Eridan A	4,5	6,1	0,200	4,08	— 42	G5
	B (n.b.)	9,2	10,8	0,200	4,08	— 42	B9
	C	10,7	12,3	0,200	4,08	— 42	M4e
	BD+43° 4305	10,2	11,7	0,200	0,84	+ 2	M5e

Galaxie, d'autres systèmes solaires que le nôtre avec des planètes et, qui sait, des conditions de vie possible. Mais, bien entendu, tout cela n'est qu'hypothétique : l'astronomie n'a pas pu aller plus loin que la découverte de ces compagnons cités plus haut.

Les étoiles variables.

On appelle ainsi les étoiles dont l'éclat varie périodiquement ; c'est en 1596 qu'on remarqua (Fabricius) pour la première fois une étoile qui apparaissait et disparaissait (*Mira Ceti,* mot à mot : « La Merveilleuse de la Baleine ») ; depuis le siècle dernier, les étoiles variables sont particulièrement étudiées (on en connaît plus de vingt mille), et leurs variations sont d'autant plus intéressantes que c'est sur leur étude que repose la mesure des grandes distances astronomiques. On désigne les étoiles variables par une lettre majuscule suivie du nom de la constellation ; on a commencé par la lettre R, puis par les lettres S, T, U... jusqu'à Z ; lorsque l'alphabet est épuisé, on double les lettres (RR, SS, etc.), et l'on recommence à AA, AB, etc. ; au total on a 334 combinaisons possibles pour une seule constellation ; si, dans une constellation, il y a plus de 334 étoiles variables, on désigne les suivantes par la lettre V suivie de 335, 336, etc. (ainsi dans la constellation du Sagittaire, on connaît des étoiles qui dépassent V 1 000). Parmi les étoiles variables, on distingue les variables à éclipses, les variables à pulsation et les étoiles temporaires (*novae* et *supernovae*) qui seront étudiées séparément.

- *Les variables à éclipses.* Il s'agit, on le sait, d'un couple de binaires dont le plan orbital passe par l'observateur. Lorsque le compagnon, plus sombre que l'étoile principale du couple, passe devant celle-ci, il l'éclipse partiellement, et l'ensemble des deux est à son minimum d'éclat ; lorsque, au contraire, le compagnon n'éclipse plus l'étoile principale, nous recevons la lumière des deux étoiles simultanément, il y a maximum d'éclat, et ainsi de suite. La forme des courbes de luminosité des variables à éclipses dépend de la configuration respective des deux étoiles et de leur nature. Les principales variables à éclipses sont :

Nom de l'étoile	Magnitude minimale	Magnitude maximale	Période	Type spectral
δ de la Balance	5,9	4,8	2,33 jours	AO-GO
β de la Lyre	4,2	3,4	12,92 jours	B2-B8
ε du Cocher	4,6	3,3	27 ans	F5P-K5
W de Céphée	5,7	4,9	20 ans	M2-B9

- *Les variables à pulsations.* Ce sont des étoiles qui, en se dilatant périodiquement (les variations de diamètre peuvent être de l'ordre de 10 %), ont un éclat variable ; ces pulsations stellaires transforment leur température superficielle et c'est dans la constellation de Céphée qu'on observa les premières étoiles variables à pulsations ; d'où le nom de céphéides qui leur est donné depuis. C'est en étudiant les céphéides du Petit Nuage de Magellan (galaxie satellite de notre Galaxie à 170 000 années de lumière du Soleil) qu'Henrietta Leavitt découvrit la relation période-luminosité à laquelle elles obéissent. On connaît plus de vingt classes d'étoiles variables à pulsations, qu'on groupe selon la durée de leur période et les caractéristiques de leurs variations.

- *Les variables accidentelles.* Ce sont des étoiles présentant un brusque phénomène énergétique qui augmente considérablement leur éclat, et cela d'une façon plus ou moins périodique ; on rencontre parmi ces variables des étoiles naines dont l'éclat peut varier de plusieurs magnitudes, et selon des périodes de l'ordre du jour ou de l'année, des super-géantes, de type spectral F, G ou K, dont l'éclat évolue très rapidement, mais non périodiquement, et des étoiles dites variables nébulaires, qui sont associées à des nuages de matière et qui se trouvent dans le plan principal de la Galaxie.

Les *novae* et les *supernovae*.

On appelle ainsi les étoiles qui, non remarquées parmi les milliards d'étoiles qui peuplent le ciel, ont un éclat qui, en quelques jours, ou en quelques heures, parfois même en quelques minutes, se trouve multiplié par un coefficient de l'ordre de mille ou du million ou même davantage. Ces étoiles deviennent brusquement perceptibles dans le ciel ; Hipparque découvrit ainsi, dans le Scorpion, une étoile de première grandeur qui n'existait pas jusque-là. Il faut bien comprendre que les *novae* ne sont pas des étoiles nouvelles mais des étoiles dont l'éclat est nouveau. On s'est longtemps interrogé sur la signification des novae. L'analyse spectrale a montré que l'augmentation considérable d'éclat correspondait à une activité intense au sein de l'étoile se manifestant, en particulier, par une expulsion de matière à partir de l'étoile. Lorsque l'éclat devient beaucoup plus grand que les éclats moyens (magnitude de l'ordre de − 15), on parle de *supernovae.* Pour donner une idée de l'importance des phénomènes énergétiques (inconnus) qui se produisent au sein d'une supernova, on peut penser que, si une telle étoile était placée à la même distance que le Soleil, son éclat serait plusieurs millions de fois supérieur à l'éclat de celui-ci !

On distingue les supernovae à maximum rapide et qui s'éteignent ensuite lentement, et les supernovae qui atteignent leur maximum plus lentement, mais qui décroissent très rapidement. Les supernovae, comme les novae, expulsent des nébuleuses résiduelles, dont certaines sont visibles, telle la nébuleuse des Crabes, dans la constellation du Taureau, et qui fit son apparition dans le ciel en 1054 après que l'on eut observé une supernova (dont l'apparition est notée dans les annales chinoises).

Comme les novae et les supernovae ont une dépense d'énergie, en quelques jours, correspondant à la production énergétique du Soleil pendant plusieurs millions d'années, on peut penser qu'une fois les phénomènes énergétiques terminés, l'étoile, ayant consommé tout son hydrogène, devient un cadavre stellaire : c'est-à-dire une naine blanche ou une étoile à neutrons.

On peut considérer comme appartenant à la classe des novae des étoiles qui, tout en étant variables, ont une grande amplitude de variations.

Voici quelques renseignements complémentaires concernant les novae :

Énergie libérée au cours de l'explosion d'une nova : de l'ordre de 10^{38} joules (10 000 fois l'énergie produite par le Soleil en une année).

Supernovae observées dans la Galaxie : outre la supernova des astronomes chinois de 1054, il faut citer celle de Tycho Brahé en 1572 dans Cassiopée et celle observée par un astronome italien anonyme en 1604 dans Ophucus. Au XXe siècle, deux très belles étoiles temporaires ont apparu au firmament : la nova de la constellation de l'Aigle en 1918 qui surpassa toutes les étoiles du ciel à l'exception de Sirius et la supernova de 1937 (dans la constellation des Chiens de chasse) qui libéra dans les trois mois qui suivirent son explosion à peu près autant d'énergie que le Soleil en fournit en 900 millions d'années. Il existe des novae dans les univers extragalactiques (on en a observé en particulier dans Andromède, et dans le Triangle).

Nous terminerons ces considérations sur les étoiles par un recensement des principaux objets connus dans la Galaxie, d'après les données des astronomes soviétiques (1954).

Nature des objets	Nombre d'objets connus	Nombre total probable d'objets dans la Galaxie
Céphéides	500	30 000
B	10 000	150 000
Amas ouverts	500	33 000
Étoiles O.........	200	6 500
Nébuleuses obscures	10 000	100 000 000
Supernovae	5	?
Novae	100	1 000 000
Étoiles RV tauri	80	entre 10 000 et 100 000
Variables R, N	175	17 500
Étoiles R, N constantes	260	16 000
Nébuleuses planétaires	350	130 000
Étoiles S	90	5 000
Naines blanches ...	100	5 000 000 000
Variables à longue période	3 000	1 300 000
Variables à très longue période ..	300	100 000
Étoiles du type RR Lyrae	3 000	170 000
Étoiles W Virginis...	50	20 000
Sous-naines	300	100 000 000 000
Amas globulaires ..	100	250
Total (ordre de grandeur)	1 000 000 000	120 000 000 000



Phot. Official US Navy Photograph.

Messier 64 NGC 4826 dans la Chevelure de Bérénice est une galaxie spirale du type SB.

LE SYSTÈME GALACTIQUE.

Qu'est-ce que la Galaxie ?

Le peuplement de l'univers.

Le 17 février 1600, Giordano Bruno était brûlé à Rome pour avoir soutenu que la Voie Lactée était un anneau d'étoiles semblables au Soleil ; cent cinquante ans plus tard, Th. Wright reprenait cette hypothèse et le philosophe allemand Kant, en 1755, énonçait une théorie des « arrangements systématiques » de l'univers. Vers 1800, Herschel tenta les premiers dénombrements statistiques d'étoiles, et reconnut que la densité des étoiles variait selon les régions du ciel ; les travaux de ses successeurs conduisirent à la conclusion suivante, actuellement considérée comme fausse pour des raisons que nous comprendrons, que la densité des étoiles décroissait dans toutes les directions à partir du Soleil.

Pourquoi cette conclusion est-elle fausse ? Parce qu'on a constaté l'existence, dans ce qu'on croyait être le *vide interstellaire,* de particules transportées par des nappes gazeuses ; ce *brouillard cosmique* absorbe la lumière des étoiles, tout comme le *fog* de Londres absorbe la lumière des phares de voiture ; les étoiles nous semblent alors moins lumineuses, donc plus lointaines, et elles peuvent même être « éteintes » par l'absorption interstellaire. C'est pourquoi il est faux de croire que plus on s'éloigne du Soleil, moins il y a d'étoiles ; la vérité est que plus on s'éloigne du Soleil, moins les étoiles sont visibles.

Imaginons un homme au centre d'une galette plate, analogue à une « galette des Rois » ; s'il regarde vers le « plafond » de la galette, il va voir un certain nombre de miettes, et pourra sans doute apercevoir, entre les miettes, l'envers de la croûte. Mais s'il regarde dans la direction de la tranche, il verra un nombre bien plus grand de miettes, et ne pourra pas apercevoir les « bords » de la galette. Il en est de même pour un astronome : quand il pointe son télescope vers la Voie lactée, il vise les bords (au sens très large !) de cet ensemble d'étoiles au sein duquel nous nous trouvons et qu'on nomme la Galaxie et il aperçoit bien plus d'astres que lorsqu'il vise vers le « plafond » de cette Galaxie.

Comment on a découvert l'architecture de l'univers.

Une série d'observations et de théories ont peu à peu permis à l'homme de quitter, par la pensée, le système solaire et de découvrir la grande harmonie de l'univers. Le tableau de la page 81 indique les principales étapes de ces découvertes.

Ce qu'il faut connaître de la Galaxie.

Ses dimensions et son schéma.

- *La Galaxie s'étend* sur environ 100 000 années de lumière (les étoiles les plus proches de la Terre sont à

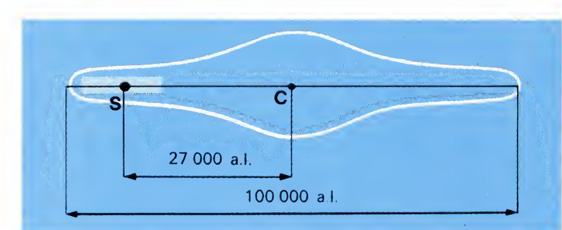
Phot. Official US Navy Photograph.

Ci-dessus, M1 NGC 1952. Ce qui reste de l'explosion de la supernova découverte par les Chinois le 4 juillet 1054 (distance : 4 000 années de lumière).

quelques années de lumière) ; elle contient quelque cent milliards d'étoiles.

● *Le centre de la Galaxie* est dans la direction du Sagittaire (longitude galactique : 327°).

● *Le Soleil est à 27 000 années de lumière* de ce centre.



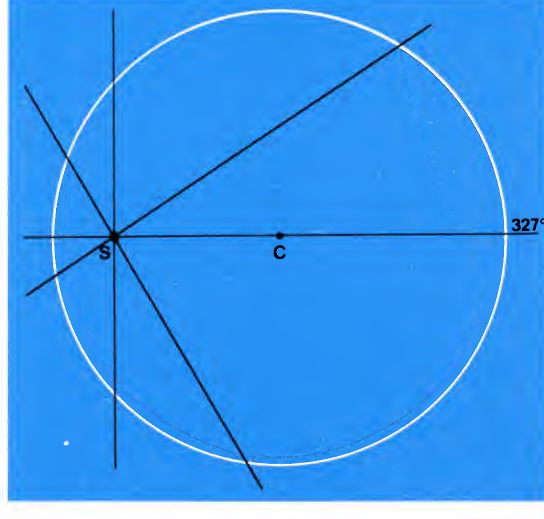
Notre Galaxie.

● *De part et d'autre du disque galactique,* entre 18 400 et 210 000 années de lumière, orbitent quelques rares étoiles isolées et plus d'une centaine d'*amas globulaires,* systèmes sphériques dont chacun contient plusieurs centaines de milliers d'étoiles ; le plus fameux d'entre eux est l'amas M 13 d'Hercule, visible à l'œil nu. La Galaxie est en outre « accompagnée » de deux nuages d'étoiles, les *Nuages de Magellan,* qui sont en fait des petites galaxies irrégulières, à 150 000 et à 170 000 années de lumière de notre Galaxie.

Son mouvement.

● *La Galaxie tourne* et l'on peut supposer que cette rotation se fait selon les lois de la gravitation autour de la masse centrale du noyau. Le Soleil tourne en 250 millions d'années *(grande année* ou *année cosmique) ;* les astres plus près du centre tournent plus vite que ceux qui sont plus éloignés, en raison de la nécessité d'une accélération radiale plus forte, équilibrant l'accélération gravitationnelle. Il en résulte pour ces astres, par rapport au Soleil, des *vitesses différentielles.*

● *La rotation galactique permet* de concevoir un système de coordonnées galactiques (le plan de référence n'est pas « l'équateur » de la Galaxie, mais un plan incliné à 33° sur celui-ci).



Orientation dans la Galaxie.

● *Les étoiles rapides* (plus de 75 kilomètres/heure) semblent se diriger vers un point situé à 90° de longitude galactique ; ce phénomène s'appelle le courant asymétrique de Strömberg.

La masse cachée de la Galaxie.

● *La masse totale visible de la Galaxie* est de 140 milliards de fois la masse du Soleil ; mais on sait maintenant que cette masse ne représente que le dixième de la masse totale de la Galaxie. Celle-ci est en effet entourée d'une vaste région de matière invisible, ayant la forme d'un sphéroïde aplati, et qu'on nomme le *halo galactique.* L'existence de cette masse cachée est une des hypothèses fondamentales de la cosmologie moderne ; nous verrons en effet que l'Univers subit un mouvement général d'expansion qui a commencé il y a 10 à 20 milliards d'années par une explosion gigantesque (le *big bang,* voir p. 113) : cette expansion s'arrêtera et pourra même s'inverser si la masse totale de l'Univers est suffisamment grande, elle se poursuivra indéfiniment dans le cas contraire. Or la masse totale visible est loin d'être suffisante pour ralentir et pour arrêter l'expansion ; la mesure de la masse cachée de l'Univers est donc capitale pour prévoir son avenir. Cette mesure a été récemment faite par l'astronome écossais M.R.S. Hawkins (1983).

La méthode employée par Hawkins consiste à étudier les variations de luminosité de certaines étoiles variables de magnitude 20 environ, dont le type est une étoile baptisée R 15, qui fait partie de la classe des RR *Lyrae* (voir ci-après). Connaissant le flux émis par R 15 et le flux effectivement reçu sur Terre, on peut calculer la distance de cette étoile et sa position dans la Galaxie ; Hawkins a ainsi montré qu'elle se trouvait à 180 000 années de lumière du centre galactique et à 140 000 années de lumière au-dessus du disque galactique. Hawkins fait

Nom des savants	Objets célestes observés	Conclusion et théorie issues de ces observations
WRIGHT (1750)	Voie lactée.	Idée d'un univers stellaire : la Galaxie.
HERSCHEL (vers 1800)	Voie lactée, amas globulaires, nébuleuses spirales.	Dénombrement de la population stellaire de la Galaxie par des *jauges.* Les *amas :* ce sont des groupements d'étoiles, de forme sphérique, situés au-delà de la « galette » galactique : Herschel les appelle des *univers-îles.*
HARLOW SHAPLEY (1918)	Répartition des amas globulaires et RR Lyrae.	Les amas sont concentrés dans la direction du Sagittaire et répartis symétriquement par rapport à la Voie lactée; d'où, en tenant compte des RR Lyrae, pour mesurer l'éloignement des amas, et en corrigeant les effets du brouillard cosmique, une description de la Galaxie et de ses dimensions.
HUBBLE (1924)	Nébuleuses spirales.	Détermination de la distance des galaxies voisines de notre Galaxie par l'observation des céphéides variables (p. 78); outre les amas, il y a d'autres univers stellaires analogues à notre Galaxie et situés à des millions d'années de lumière de nous.
LINDBLAD et OORT (1925-1930)	Vitesses de différentes étoiles du système galactique.	Rotation de la Galaxie.
TRUMPLER (1930)	Amas *ouverts* (amas d'étoiles appartenant au disque de la Galaxie et peu condensés, distincts, par conséquent, des amas globulaires).	Absorption de la lumière par les substances diffuses interstellaires.
BAADE et MORGAN (1950-1951)	RR Lyrae du noyau de la Galaxie. Nébuleuses spirales (en particulier Messier 31 ou nébuleuse d'Andromède).	Existence des populations stellaires de type II; structure spirale de notre Galaxie.
VAN DE HULST, OORT (1951)	Radioémission de la Galaxie sur la bande des 21 centimètres et observations radioastronomiques diverses.	Précisions sur la structure de la Galaxie (noyau et spirales) et structure du *halo* galactique.

ensuite l'hypothèse que R 15 appartient gravitationnellement à notre Galaxie, c'est-à-dire que son mouvement est déterminé par l'attraction exercée par la masse galactique : connaissant la distance et la vitesse de R 15, il peut en déduire la totalité de cette masse (c'est-à-dire la masse connue visible, contenue dans le disque galactique, augmentée de celle du halo galactique à la périphérie duquel se meut R 15). Il a ainsi trouvé que la limite inférieure de la masse de notre Galaxie était égale à 1 400 milliards de masses solaires (avec une incertitude de 16 %), soit dix fois plus grande que la masse visible. Autrement dit, 90 % de la masse de notre Galaxie est invisible et répartie dans le *halo galactique.*

La question qui se pose est : de quoi est constituée cette matière invisible ? C'est, pour l'instant, une question sans réponse.

● *Les spires de la Galaxie* comprennent des gaz et de la matière diffuse ; dans le voisinage du Soleil, il y a environ un atome d'hydrogène par centimètre cube.

● *Le composant essentiel de la Galaxie* est donc l'hydrogène, dont environ 30 % sous forme gazeuse (de 10° à 100 °K) ; il n'émet aucun rayonnement, sauf lorsque l'électron tourne autour du noyau inverse *spin* (ce qui se passe une fois tous les onze millions d'années !) ; le très grand nombre d'atomes d'hydrogène rend sensible ce changement qui se manifeste par une radioémission de longueur d'onde égale à vingt et un centimètres. La radioastronomie, en suivant ces ondes de vingt et un centimètres, a pu préciser la position du centre de la Galaxie et la direction de ses spires.

● *Age de la Galaxie :* plus de 10 milliards d'années ; le Soleil s'est constitué il y a 5 milliards d'années en bordure d'une spire galactique.

Exploration de la Galaxie.

Les bras en spirale de la Galaxie.

Si l'on demandait à un observateur placé à l'intérieur d'une galette aplatie de dessiner l'apparence extérieure de son univers, il serait fort embarrassé. C'est ce qui se passe pour les astronomes quand ils veulent se représenter la Galaxie dans laquelle nous nous trouvons. Le problème est compliqué, en outre, par la présence de poussières matérielles qui agissent comme un brouillard. Cependant, on a pu démontrer que notre Galaxie est la sœur jumelle de la nébuleuse d'Andromède (M 31 d'après les catalogues) qui sera étudiée à la p. 82 et dont nous donnons plus loin une photographie évocatrice. C'est une sorte de disque tournant, ainsi qu'une roue, dans l'espace ; la partie centrale est dense, mais à l'extérieur la matière se groupe en zones appelées *bras de la galaxie ;* elle appartient à la classe des galaxies spirales du type Sb (voir tableau p. 82).

Notre Galaxie se meut à la vitesse de quelque 225 km/s autour de son noyau central ; un tour complet est accompli en 240 millions d'années environ. Elle entraîne, dans son mouvement, le système solaire : depuis sa naissance, le Soleil a effectué environ 20 rotations galactiques.

● *Dans les bras en spirale,* coïncident des étoiles brillantes (jeunes) et des nuages gazeux. Le fait a été montré par Morgan qui a établi en 1951 l'existence de trois branches concentriques (le Soleil étant sur le bord interne de la deuxième spire) ; il a été confirmé par de nombreuses observations radioastronomiques : l'hydrogène froid, constituant essentiel des spires galactiques, qui ne fournit aucun rayonnement mesurable dans les conditions d'expérience d'un laboratoire, peut cependant émettre dans les conditions cosmiques ; la longueur d'onde (calculée en 1944 par Van de Hulst) doit être de 21 cm. La détection de la raie de 21 cm a été observée pour la première fois en 1952.

● *L'exploration radioastronomique* a permis d'évaluer la largeur des spires (environ 2 500 années de lumière) et de l'entre-spires (5 à 600 années de lumière) ainsi que l'orientation et le dessin des bras.

Origine des étoiles dans les bras spiralés.

● *D'une façon générale,* il est admis que les étoiles proviennent d'une concentration de matière, auparavant diffuse dans un nuage interstellaire ; au cours du processus de condensation, différentes régions, à l'intérieur du nuage, deviennent des centres de gravitation et se condensent séparément. Les groupes d'étoiles ainsi formées peuvent s'étendre, comme l'amas dit de Persée ; ils peuvent aussi demeurer rassemblés, comme l'amas des Pléiades. Au cours de leur vie, les étoiles synthétisent des éléments lourds par réactions nucléaires ; les plus massives d'entre elles meurent en explosant, explosion qui donne lieu à une *supernova,* les moins massives évoluent plus calmement et deviennent une naine blanche, une étoile à neutrons ou un *trou noir.*

● *Considérons un nuage interstellaire* en voie de condensation ; la température intérieure du nuage augmente et, lorsqu'elle est suffisamment élevée, le gaz se fragmente en une *pluie d'étoiles* (vers 3 000 °C environ) dans sa partie centrale. Les étoiles ainsi créées vont absorber le gaz interstellaire qui les entoure et grandir rapidement pour devenir des *géantes bleues* qui, en échauffant l'espace qui les environne, provoquent la dispersion du gaz interstellaire. L'amas d'étoiles se disperse ou non selon la quantité de gaz évaporée.

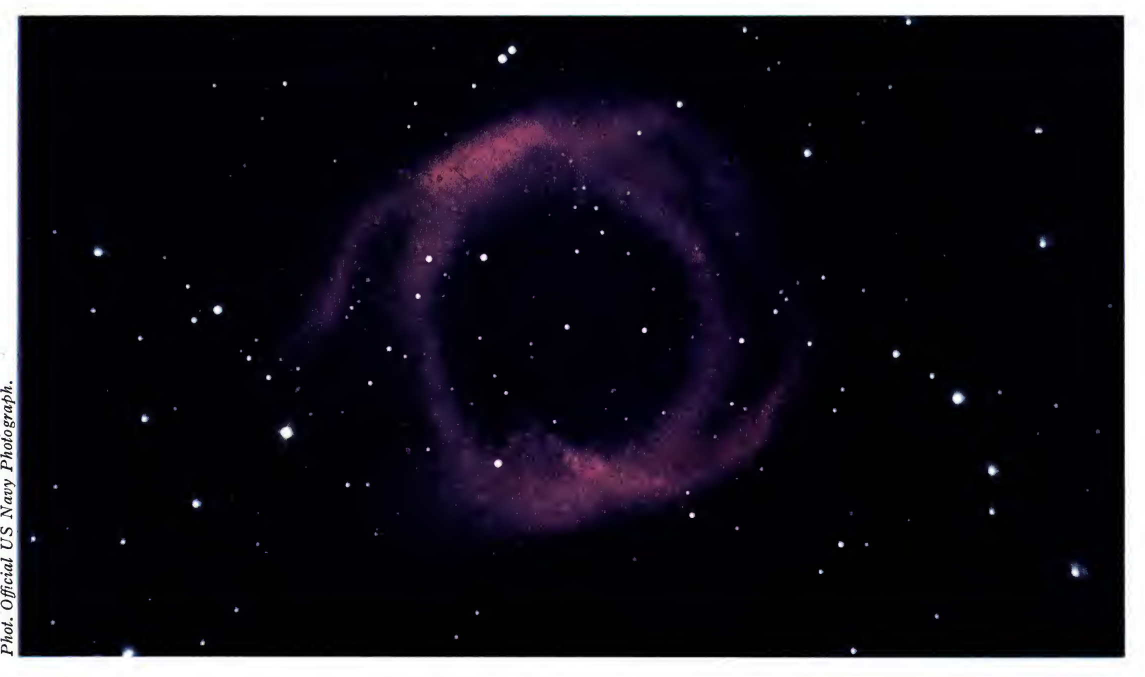
● *Puis les géantes bleues évoluent,* jusqu'à devenir des *naines blanches ;* à ce moment, il n'y a plus de chauffage de l'espace, les nuages interstellaires se reforment et le cycle recommence.

Le cas des RR *Lyrae* et l'étude du noyau de la Galaxie.

Les RR *Lyrae* sont des étoiles variables dont l'éclat — qui peut attindre 100 fois celui du Soleil — varie périodiquement (toutes les 12 heures environ). On connaît la magnitude absolue de ces étoiles ($M < 0$) et l'application des méthodes photométriques permet donc de déterminer leur distance par rapport à nous (travaux de Shapley) ; à partir de ces premiers renseignements, on a pu *calibrer* les super-géantes rouges qui se trouvent dans certains amas et, de proche en proche, évaluer les distances d'une soixantaine d'amas.

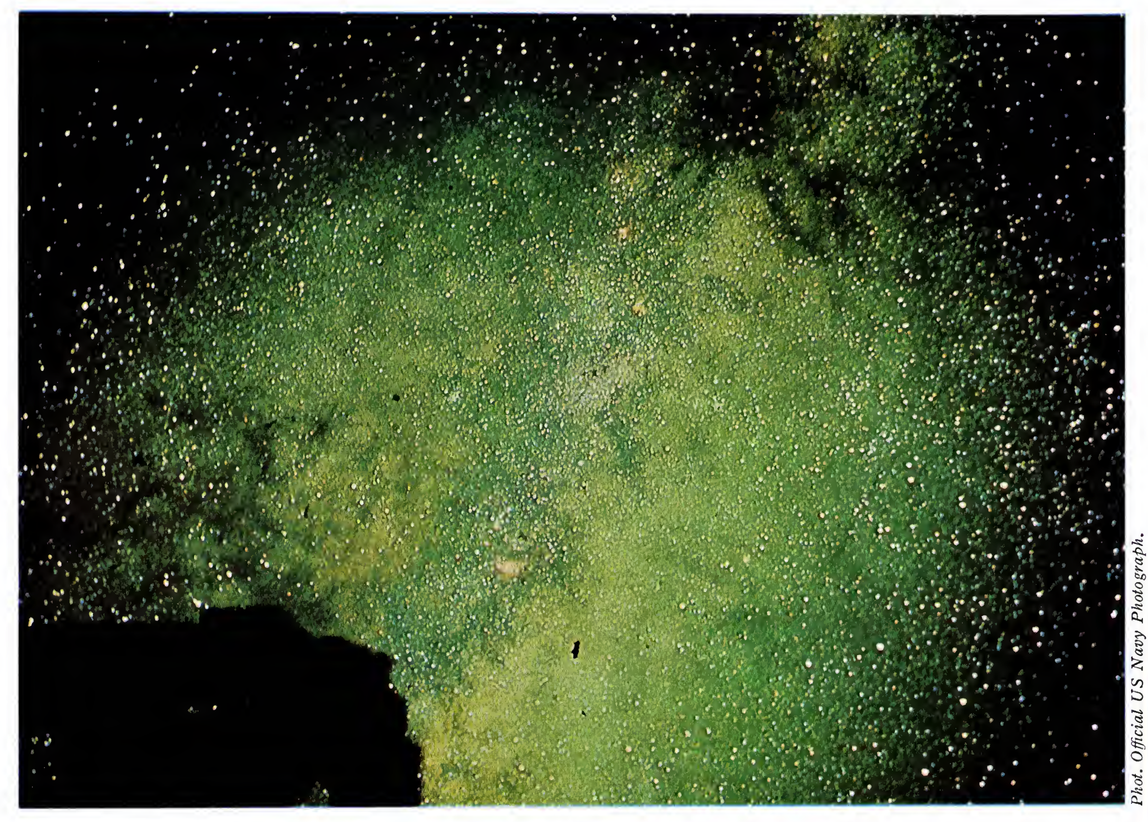
Shapley, ayant établi la distribution des amas et leur distance à partir de l'observation des RR *Lyrae,* put décrire convenablement les dimensions de la Galaxie (voir ci-dessus). Mais les RR *Lyrae* sont aussi très nombreuses dans la direction du Sagittaire, c'est-à-dire du centre de la Galaxie composé, en grosse partie, d'étoiles rouges ; leur magnitude apparente, compte tenu de l'absorption, est 14,7 (alors que leur magnitude absolue est $M = 0$) ; il en résulte que la distance système solaire-centre de la Galaxie est égale à 28 000 années de lumière (Baade, 1958).

L'étude du noyau de la Galaxie a donc intérêt à se faire en lumière rouge et même infrarouge. Les observateurs de Saint-Michel-de-Provence poursuivent actuellement les recherches de Baade.



Phot. Official US Navy Photograph.

NGC 7293, nébuleuse dans le Verseau.
Cette gigantesque masse gazeuse dont la température centrale est d'environ 100 000 °C est située à 300 années de lumière.



Phot. Official US Navy Photograph.

Région de la Voie lactée en direction du sud (Sagittaire et Scorpion). La nébuleuse diffuse Messier 8 est petite, mais nettement reconnaissable, en rouge. En bas, en silhouette, la tête du télescope de 1 mètre lors de la prise de vue de Messier 8.

LES GALAXIES

Première excursion en dehors de notre Galaxie.

La nébuleuse d'Andromède.

Les petits instruments des astronomes du XIXe siècle leur proposaient des images d'objets diffus qui furent baptisés « nébuleuses », « nébulosités », « nuages », etc. ; tous ces objets, de faible luminosité, restèrent mystérieux pour les astronomes jusqu'en 1924 et on les confondait souvent avec des nuages cométaires. Une première liste de ces objets fut établie par Messier en 1784 : elle contenait 103 objets (M 1, M 2, etc. ; la nébuleuse d'Andromède est M 31) ; les catalogues suivants agrandirent la liste de Messier :

— *New general catalogue, NGC,* par Dreyer (1890) : 7 840 objets ;

— *Index catalogue, IC* (1895-1910) : 5 836 objets ;

— *Catalogue de Harvard,* par Shapley et Ames (1932) : 1 249 objets.

La question se posa de savoir si ces objets étaient, comme les amas globulaires, des « paquets d'étoiles » et à quelle distance ils se trouvaient du système solaire. L'utilisation du télescope géant du mont Wilson (2,54 mètres de diamètre) montra que M 31 et M 33, c'est-à-dire les nébuleuses de la constellation d'Andromède et de celle du Triangle (on désigne souvent les nébuleuses par le nom de la constellation dans laquelle elles se trouvent, ce qui est plus évocateur qu'un nombre abstrait) étaient, en fait, des groupements importants d'étoiles, comprenant des *amas ouverts,* des amas globulaires satellites, tout comme notre Galaxie, et non pas des nuages de gaz diffus.

De nombreux savants pensaient donc qu'il s'agissait là d'objets situés en dehors de notre Galaxie et lui ressemblant, autrement dit d'autres univers. Pour le démontrer, il fallait déterminer la distance de M 31 et de M 33 ; Hubble y découvrit, en 1924-1925, des étoiles variables géantes du type Céphéides. On sait que la connaissance de la période entraîne celle de la luminosité, et que l'on peut ainsi étalonner l'instrument de mesure photométrique ; les premières estimations donnèrent un million d'années de lumière pour la nébuleuse d'Andromède mais, depuis 1952, on sait qu'il faut multiplier toutes les distances par 2 (c'est le télescope géant du mont Palomar — 5,08 mètres de diamètre — qui a permis de déterminer cette erreur systématique ; la multiplication par deux s'appelle le *facteur de correction de Baade*).

Bref, à deux millions d'années de lumière de nous, il y a un univers comparable au nôtre : M 31 est une galaxie, elle a un noyau peuplé d'étoiles de la *population II,* des bras spiralés comprenant des étoiles de la *population I* (notamment des super-géantes) et elle mesure, dans son grand axe, deux cent mille années de lumière de long, c'est-à-dire le double de notre Galaxie ; M 31 tourne, ce que montre la radioastronomie, et l'observation des Céphéides, et l'analyse spectrale de ses différentes parties indique que du noyau le gaz et les poussières diffuses se sont orientés selon une spirale (phénomène *primordial*) et que dans ce gaz sont nées les super-géantes de la population I (phénomènes *secondaires*). Ainsi l'étude de la nébuleuse d'Andromède nous renseigne-t-elle sur l'histoire probable de notre Galaxie.

Comment aller plus loin.

Les variations d'éclat des Céphéides nous permettent de mesurer la distance des galaxies voisines, comme celle d'Andromède et celle du Triangle ; lorsqu'on s'éloigne davantage, on ne peut plus atteindre, avec nos instruments, les Céphéides, mais on peut voir les étoiles qui ont un éclat supérieur aux Céphéides. On peut donc étalonner la distance des étoiles d'éclat maximal dans Andromède à l'aide de l'éclat des Céphéides, et mesurer les distances des galaxies lointaines par leur luminosité ; lorsque ces étoiles ne sont plus visibles, il faut un nouvel étalon de distance : ce sera l'éclat total d'une grande galaxie qui nous servira de point de comparaison... et ainsi de suite. On peut atteindre de la sorte des distances de l'ordre de plusieurs milliards d'années de lumière, et cela doit nous laisser rêveurs : le rayon lumineux qui nous parvient de certaines galaxies a pris naissance alors que la Terre n'existait pas encore, il y a plus de cinq milliards d'années !

Classification des galaxies.

Les amas de galaxies.

Les galaxies peuvent être recensées par l'étude photographique du ciel ; si l'on s'en tient aux limites des pouvoirs actuels des télescopes, c'est-à-dire à la magnitude 23, on dénombre un demi-milliard de galaxies. L'étude de la carte du ciel montre que les galaxies sont souvent réunies en amas ; c'est ainsi que notre Galaxie, les deux Nuages de Magellan, M 31 et M 33, font partie d'un ensemble de 19 galaxies qui « tiendraient » dans une sphère de 10 millions d'années de lumière de diamètre : ce groupe s'appelle l'*Amas local* ou *Métagalaxie.* Entre l'Amas local et l'autre grand amas le plus proche, il y a une distance supérieure à plus de 20 millions d'années de lumière : les 500 millions de galaxies que nous connaissons constituent ainsi un million d'amas galactiques, distants chacun, en moyenne, de 20 millions d'années de lumière.

Parmi ces amas, il faut isoler les *grands amas* qui comprennent des centaines ou des milliers de galaxies ; ainsi Coma I (anciennement dénommé le *Nid des Nébuleuses, Nebel-nest*) comporte 800 galaxies, mesure 40 millions d'années de lumière et est situé à 2 millions d'années de lumière de nous ; l'amas qui s'étend dans la constellation de la Vierge comprend 3 000 galaxies, mesure 10 millions d'années de lumière de diamètre et est situé à 50 millions d'années de lumière du système solaire.

Les amas peuvent se grouper en *amas d'amas,* ou *superamas,* par deux, trois ou plus. Les galaxies sont donc très étendues relativement aux distances qui les séparent ; comme elles sont animées de mouvements

Aspect de la galaxie	Désignation conventionnelle	Type spectral	Exemples	Observations
	E_0	G4	NGC 3379	Les galaxies E_0 sont des ellipsoïdes presque sphériques ; population du type II ; étoiles à éclat maximal *rouge.* Les indices 1, 2, etc., correspondent à des galaxies ellipsoïdales de plus en plus allongées.
	E_1	G4		
	E_2	G4	M 32	
	E_3	G4		
	E_4	G4		
	E_5	G4	M 59	
	E_6	G4		
	E_7	G4	NGC 3115	Le total des galaxies ellipsoïdales représente environ 17 % de l'ensemble des galaxies connues.
	Sa	G3		Galaxies spirales à disque important et à bras réguliers et peu développés.
	Sb	G2		Galaxies spirales à disque moins développé et à bras importants ; condensations d'étoiles dans certaines régions des bras.
	Sc	F9		Spirales à très petit disque et à bras très développés et irréguliers. L'ensemble des spirales Sa, Sb, Sc représente environ 50 % de l'ensemble des galaxies.
	SBa	G3		Bras à peu près invisibles ; ces galaxies ont un disque à apparence ellipsoïde prolongé par une « barre ».
	SBb	G2		Galaxies spirales barrées, mais dont les bras partent de l'extrémité de la barre.
	SBc	F9		Galaxies dont les spires se trouvent dans le prolongement de la barre. Les spirales barrées représentent environ 30 % de la population galactique.
galaxies irrégulières				Objets extragalactiques qui n'ont aucune forme définie, où se développe une population d'étoiles bleues super-géantes de type spectral O (population de type I). Ex. : les Nuages de Magellan.

variés, elles peuvent entrer en collision. Il ne faudrait pas concevoir ces collisions comme de gigantesques catastrophes cosmiques : les étoiles qui constituent une galaxie peuvent être rapprochées des molécules d'une masse gazeuse, et si deux masses gazeuses s'interpénètrent, il n'en résulte aucune destruction des molécules ; c'est ce qui se passe lorsque des galaxies entrent en collision : il y a *capture* des étoiles de l'une par l'autre, et ces interactions, qui produisent entre les galaxies voisines des « ponts » matériels, s'accompagnent d'émissions radioastronomiques puissantes. On pense actuellement que les collisions galactiques engendrent une nouvelle galaxie sphérique, c'est-à-dire rajeunissent un ensemble galactique.

Le « remplissage » de l'univers est donc presque continu ; la matière qui existe entre les galaxies n'est pas suffisamment lumineuse pour être reçue par nos télescopes, quand elle n'est pas absorbée par la substance inter-galactique. En revanche, les radiotélescopes peuvent recevoir les ondes hertziennes galactiques, les ondes de radio se déplaçant plus facilement dans la matière intergalactique que les ondes lumineuses.

La classification de Hubble (1930).

D'après leur aspect, Hubble a classé les galaxies selon le tableau de la page ci-contre, qui rappelle les caratéristiques de chaque type.

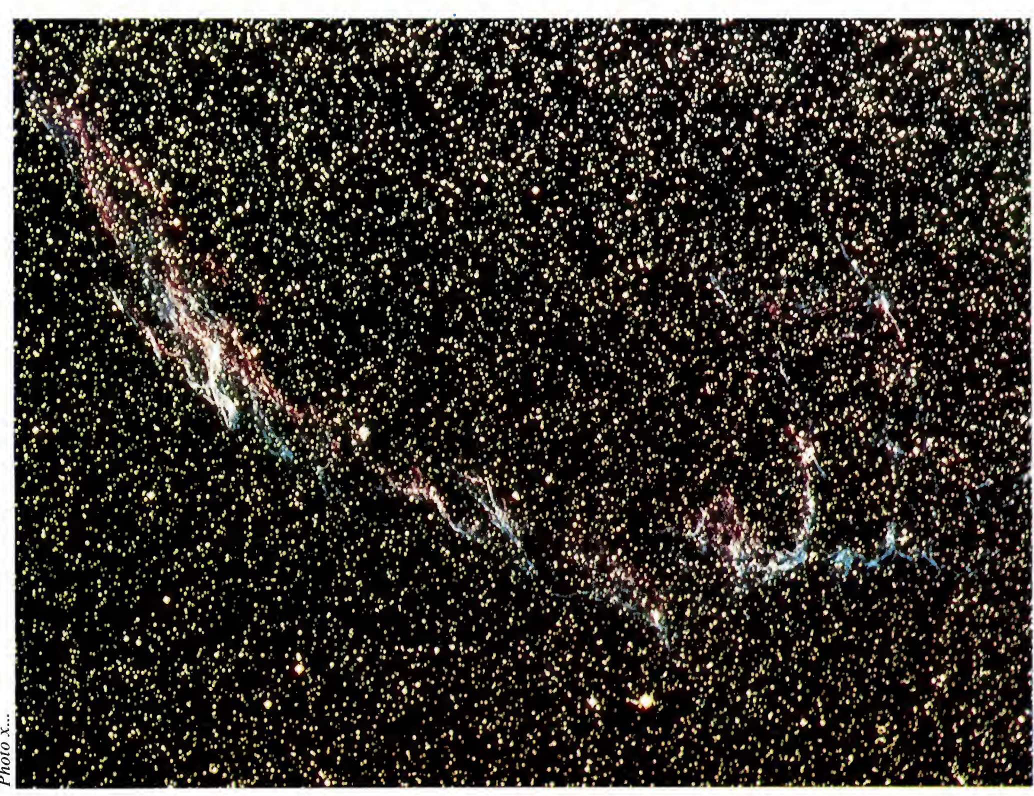


Photo X...

NGC 6992. Cette nébuleuse dans le Cygne est à 2 500 années de lumière : c'est un nuage gazeux provenant de l'explosion d'une supernova, il y a plusieurs milliers d'années.

Le groupe local et les principaux amas de galaxies.

Le groupe local.

L'amas local comprend, nous l'avons dit, 19 objets dont le tableau ci-dessous énonce les caractères et qui sont situés dans une sphère ayant un diamètre d'environ 10 millions d'années de lumière ; on constate, en lisant le tableau, que plus de la moitié des galaxies sont des ellipsoïdes, qu'elles sont constituées d'étoiles de la population II, tout comme les amas globulaires, ce que montre en particulier l'observation de la nébuleuse du Dragon, la seule galaxie de l'amas local suffisamment proche dont on puisse observer les étoiles naines à l'aide du télescope du mont Palomar. On constate aussi que seuls M 31, M 33 et les Nuages de Magellan sont visibles à l'œil nu.

Nom des galaxies	Type	m_v (magnitude apparente)	M (magnitude absolue)	Diamètre apparent
La Galaxie	Sb			
M 31	Sb	4,33	— 19,6	197′
M 33	Sc	6,19	— 17,6	83′
Grand Nuage de Magellan	irrégulier	1,2	— 17,4	12°
Petit Nuage de Magellan	irrégulier	2,8	— 15,8	8°
NGC 6822	irrégulier	9,21	— 13,9	20′
IC 1613	irrégulier	10	— 13,7	23′
NGC 205	E	8,87	— 15	26′
M 32	E	9,06	— 14,8	12′
NGC 147	E	10,46	— 12,9	18′
NGC 185	E	10,17	— 13,2	14′
Nébuleuse du Sculpteur	E	8,8	— 10,6	45′
Nébuleuse du Fourneau	E	9,1	— 12,2	50′
Nébuleuse du Lion (II)	E	13,2	— 10	
Nébuleuse du Lion (III)	E	9,3	— 13	
Nébuleuse du Dragon	E	m — M ≃ 19,6		1°
Nébuleuse de Wolf-Lundmark	irrégulier	11,33	— 13,3	16′
Nébuleuses naines.	Caractéristiques non encore déterminées.			

Ne pas confondre l'*amas local* avec un groupe d'étoiles voisines du Soleil (amas local stellaire).

Les principaux amas.

Les amas cités dans le tableau ci-après comprennent des unités galactiques dont la masse vaut 200 milliards de fois celle du Soleil ; les galaxies qui les composent ont un diamètre de plusieurs milliers d'années de lumière.

Constellation où se trouve l'amas	Distance en millions d'années de lumière	Nombre de galaxies qui composent l'amas	Magnitude moyenne	Diamètre apparent
Vierge	36	500	12,5	12°
Pégase	152	100	15,5	1°
Poissons	185	200	15,4	30′
Cancer	193	150	16	1°30′
Persée	210	500	16,4	2°
Chevelure de Bérénice	300	800	17	2°
Grande Ourse	476	300	18	40′
Lion	784	400	19	35′
Couronne boréale	800	400	19	30′
Gémeaux	960	400	19,5	30′
Bouvier	1 580	400	21	30′
Grande Ourse	1 680	400	21	30′

Ne pas confondre...

Le vocabulaire des astronomes n'a pas toujours l'austérité des numéros d'ordre des catalogues ; les noms traditionnels donnés aux objets célestes risquent de provoquer des confusions fâcheuses, surtout lorsqu'il s'agit de désigner des objets dont l'apparence première est diffuse. Pendant longtemps, en effet, on ne distinguait pas les nébuleuses proprement dites (masses gazeuses) et les galaxies (univers d'étoiles comparables au nôtre) et l'on parle couramment de la *nébuleuse d'Andromède* (M 31) alors qu'on devrait préciser : *galaxie* d'Andromède. Il ne faut donc pas confondre les expressions suivantes, dont nous rappelons ci-dessous les acceptions usuelles :

- *Amas globulaires :* agglomérations stellaires de formes sphériques voisines de la Galaxie.
- *Nébuleuses planétaires :* gaz rejetés par une nova ou une supernova et qui donnent, dans un instrument de petit diamètre, l'image d'un disque pâle analogue à une planète ; avec des moyens d'observation plus perfectionnés, on constate qu'on a affaire à une « bulle de gaz », avec au centre une petite étoile bleue (classe 0 ou B) ; les nébuleuses planétaires sont situées à plusieurs années de lumière de la Terre.
- *Nébuleuses obscures :* masses gazeuses comprenant aussi de fines poussières de très faible densité, qui absorbent et diffusent la lumière des étoiles ; ce sont de telles nébuleuses obscures qui partagent la Voie lactée en deux bras dans la constellation du Cygne (ces nuages sombres sont proches du Soleil) ; dans l'hémisphère austral, on peut voir à l'œil nu, à proximité de la Croix du Sud, le nuage dit du *Sac à Charbon*.
- *Nébuleuses diffuses :* ce sont des masses gazeuses dont les molécules sont excitées par les radiations en provenance d'une étoile chaude voisine, ou qui diffusent la lumière de certaines étoiles. La plus connue est la grande nébuleuse d'Orion, à 980 années de lumière du système solaire, visible à l'œil nu.
- *Globules :* ce sont des condensations de matière qui se forment sur les nébuleuses diffuses, en absorbant une grande quantité de lumière ; on peut considérer, selon certains, les globules comme la condensation préliminaire à la constitution d'une étoile.

Échelle de l'univers.

Si la distance Terre-Soleil était représentée par un micron (c'est-à-dire par un millième de millimètre), les distances que nous venons de rencontrer dans l'univers seraient représentées de la sorte :

Diamètre de notre Galaxie	6,3 km
Distance d'Andromède	126,6 km
Distance de l'amas de la Vierge	2 278,8 km
Distance de l'amas éloigné de la Grande Ourse	106 344 km
Limites supposées de l'univers	759 600 km

Si l'on désire enfin une image situant la Terre par rapport aux deux infinis, on peut retenir que l'univers, dans ses dimensions actuelles, est approximativement à notre planète ce que celle-ci représente par rapport à une molécule d'hydrogène.

Nous laisserons aux lecteurs le soin de tirer la conclusion philosophique de ces ultimes remarques.

La « fuite » des galaxies.

Le décalage spectral des galaxies.

Nous avons déjà dit que lorsqu'une source vibratoire est en mouvement par rapport à un observateur, les longueurs d'onde que l'on reçoit subissent une variation $\Delta\lambda$ qui est positive si la source s'éloigne et négative si elle se rapproche de l'observateur ; s'il s'agit d'une source lumineuse, on aura donc un spectre décalé vers le rouge ($\lambda = 0{,}7\ \mu$) si elle s'éloigne, et vers le violet ($\lambda = 0{,}4\ \mu$) si elle se rapproche ; lorsque W. M. Slipher étudia





le spectre de certaines galaxies, en 1912, à l'observatoire de Flagstaff (Arizona), il constata un décalage vers le rouge très marqué, et d'autant plus important que les galaxies étaient de faible éclairement, donc lointaines. Il y a donc une *fuite* des galaxies, qui s'éloignent de nous à une vitesse *v* proportionnelle à leur distance, ce qui se manifeste par le *rougissement (red shift)* du spectre des galaxies, les plus éloignées étant par conséquent les plus rouges. Un exemple est donné par les raies H et K du calcium ionisé (Ca II).

Raies	Longueur d'onde (en microns) d'une source terrestre	Longueur d'onde (en microns) de l'amas galactique de l'Hydre	Décalage $\Delta\lambda$	Distance de l'amas	Vitesse de « fuite » (vitesse de récession)
K	0,3934	0,4734	0,08	1 100 millions d'années de lumière	61 000 kilomètres/seconde
H	0,3968	0,4768	0,08		

Amas II	Vitesse de récession en kilomètres/seconde
Vierge	890
Pégase	3 810
Poissons	4 630
Cancer	4 820
Persée	5 230
Chevelure de Bérénice	7 500
Grande Ourse	11 800
Lion	19 600
Couronne boréale	20 000
Gémeaux	24 000
Bouvier	39 500
Grande Ourse	42 000

Ce serait une erreur que d'expliquer ce décalage spectral par l'effet Doppler-Fizeau classique ; dans ce cas, $\Delta\lambda$ est indépendant du trajet parcouru par la source vibrante, alors que, pour les galaxies, $\Delta\lambda$ est lié à la distance (variable) de la source. C'est pourquoi, au lieu de parler d'une vitesse propre des galaxies — ce qui leur donnerait une énergie cinétique énorme — on parle de *vitesse de récession ;* il s'agit d'un phénomène lié à l'expansion de l'univers prévue par la *relativité générale* (Lemaître).

La loi de Hubble-Humason.

En appelant *v* la vitesse de récession (on dit aussi : le *décalage*) et *r* la distance d'une galaxie, on a :

$$v = Hr$$

(loi de Hubble-Humason, 1928)

H s'appelle la constante de Hubble ; si *v* est exprimé en km/s, et *r* en millions d'années de lumière, elle est égale à 25 ; H = 75 si *r* est en millions de parsec.

La loi empirique de Hubble donne une vitesse *v* qui s'introduit dans la loi de Doppler-Fizeau :

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v}{c}$$

elle permet aussi d'écrire la loi :

$$\log \frac{v}{c} = \frac{m}{5} + \text{Constante}$$

le logarithme de la vitesse de récession est donc proportionnel à la magnitude apparente de la Galaxie.

Les observations de Hubble, de Minkowski, de Baade, de Lilley et McClain, etc., confirment cette loi. L'importance énorme du décalage par rapport au décalage Doppler-Fizeau classique reste inexpliquée ; on a invoqué une dégradation de photons par « vieillissement » (Finlay et Freundlich). Voici les vitesses de récession des amas cités page 83 : le lecteur constatera aisément que le rapport $\frac{v}{r}$ est égal constamment à 25 :

Le record de vitesse et de distance galactique a été découvert non par un moyen optique, mais par l'étude radioastronomique du cosmos ; il s'agit de l'amas 3 C 295, de 21ᵉ grandeur, c'est-à-dire dont la lumière est un million de fois plus faible que celle de la plus faible des étoiles visibles à l'œil nu. Minkowski obtint en 1962 les résultats suivants par l'observation des raies de l'oxygène ionisé deux fois (O II) :

λ terrestre = 0,5450 μ
λ galactique = 0,3727 μ
$\Delta\lambda$ = 0,1723 μ
$\frac{v}{c} = \frac{\Delta\lambda}{\lambda}$ = 0,46

Autrement dit, la vitesse de récession de 3 C 295 vaut 0,46 fois la vitesse de la lumière, soit 138 000 km/s ; la loi de Hubble-Humason fournit immédiatement la distance de cet amas :

$$r = \frac{v}{H} = \frac{138\,000}{25} = 5\,520 \text{ millions d'années de lumière.}$$

L'expansion de l'univers.

Selon la conception relativiste, l'univers ressemble à une bouffée de fumée dont les différentes molécules seraient les galaxies ; ramassées d'abord en une petite boule au sortir des lèvres du fumeur, la fumée s'étendrait progressivement dans toutes les directions de l'espace, chaque molécule s'éloignant des autres : c'est un *univers en expansion.* Il est à noter que la vitesse de récession n'étant pas une vitesse réelle, mais une sorte d'illusion d'optique, elle peut atteindre et dépasser la vitesse de la lumière. Un certain nombre de conséquences peuvent être énoncées :

- *Le point antipode de l'univers relativiste* est à 4,71 milliards d'années de lumière ; sa vitesse de récession est supérieure de plus d'un tiers à la vitesse de la lumière et nous en recevons les photons émis il y a 3 milliards 560 millions d'années, alors qu'il n'était qu'à 3 milliards 190 millions d'années de lumière de nous.

- *La vitesse critique d'une galaxie* est 0,6 *c* ; la lumière qui nous en parvient a été émise il y a 1 milliard 790 millions d'années. La galaxie se trouve elle-même à 2 milliards 180 millions d'années et atteindra la vitesse de la lumière dans 181 millions d'années ; dans 1 milliard d'années, sa vitesse sera de 1,35 *c.*

- *L'expansion de l'univers ressemble* donc à une véritable explosion ; si l'on fait le calcul en se tournant vers le passé, on constate que la récession des galaxies a débuté il y a un peu plus de 10 milliards d'années (on rappelle que l'âge de la Terre est de 5 milliards d'années).

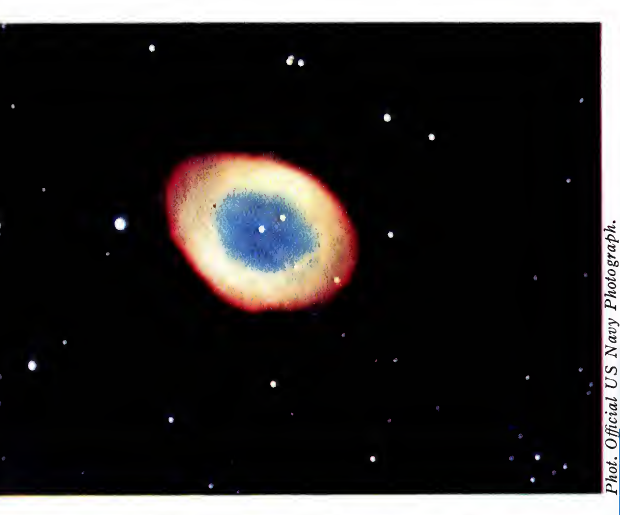
- *Enfin indiquons que la densité moyenne* de l'univers est de l'ordre de 10^{-30} g/cm^3 ; or, selon les théories relativistes, un univers de densité inférieure à 10^{-29} est illimité, tandis qu'un univers de densité supérieure à 10^{-29} est un univers fini. Il faudrait donc admettre qu'au stade de nos connaissances l'univers est ouvert, infini, puisque sa densité est inférieure à la densité critique. Mais la densité moyenne estimée n'est que dix fois plus petite que la densité critique ; comme il est vraisemblable que nous n'ayons pas encore recensé toute la matière observable, et qu'il existe une matière intergalactique appréciable (Zwicky a fait l'hypothèse de l'existence d'une masse cachée de l'univers en 1933 ; nous avons étudié, p. 80, la masse cachée de la Galaxie), on peut penser que la densité moyenne de l'univers est plus dense que ne le montrent nos observations donc que nous dépassons le seuil critique de 10^{-29} : l'univers n'est donc pas illimité, mais *clos.* Cette question sera reprise dans son ensemble à propos de la théorie du *big bang,* p. 113.

Pages précédentes, la galaxie Rosette dans la Licorne (distance : 4500 années de lumière).



Phot. Official US Navy Photograph.

Galaxie America dans le Cygne. Cette galaxie est ainsi nommée à cause de sa forme.



M 57, NGC 6720. Galaxie dans la Lyre.

Phot. Official US Navy Photograph.

n'est autre que la *nébuleuse du Crabe* (Messier I) et que les supernovae de Tycho Brahé (1572) et de Kepler (1604) correspondent aussi à des radiosources maintenant bien déterminées.

D'une façon générale, on peut considérer que les choses se passent, schématiquement, de la façon suivante : l'explosion d'une spernova (au sein d'une galaxie) provoque une expansion de la matière et, en particulier, des *électrons relativistes* (*v* supérieur à 60 000 km/s) qui interagissent avec le champ magnétique galactique et sont à l'origine du rayonnement continu qui fut recueilli pour la première fois par Jansky en 1930.

Le tableau ci-dessous énumère les principales radiosources galactiques (les lettres U A I et 3 C désignent les catalogues de radiosources ; le numéro qui les suit est le numéro du catalogue). Le problème du dénombrement des radiosources émettant sur une fréquence *f* donnée a été abordé par Martin Ryle et Scheuer (1955) ; il est en rapport avec le problème cosmologique, comme nous le verrons plus loin (p. 112).

Les principales radiosources galactiques.

Numéros des catalogues	Identification	Constellation comprenant la radiosource	Nature de la radiosource
UAI 00 N 6A		Cassiopée A	Restes de supernovae
UAI 05 N 2A	Nébuleuse du Crabe	Taureau	Restes de supernovae
	Supernova Tycho Brahé		Restes de supernovae
3C 358 .	Supernova de Kepler	Serpent	Restes de supernovae
UAI 18 SIA	Nébuleuse Oméga (NGC 6618)	Sagittaire	Hydrogène ionisé une fois
UAI 05 N 0A	Nébuleuse d'Orion	Orion	Raies et hydrogène ionisé une fois
3C 163	Nébuleuse Rosette	Orion	Hydrogène ionisé une fois

L'apport de la radioastronomie.

La Galaxie et les supernovae.

La Galaxie fournit un rayonnement continu radio dû au déplacement d'électrons relativistes dans un champ magnétique. Ces électrons sont accompagnés d'autres-particules, plus lourdes et de plus grande énergie, qui constituent les rayons cosmiques.

Mais on observe aussi dans la Galaxie des radiosources d'une très grande puissance (de 10^{32} à 10^{37} watts, alors qu'une grande éruption solaire fournit 10^{23} watts soit, respectivement, 1 milliard de fois moins que 10^{32} et 100 000 milliards de fois moins que 10^{37} !) ; on a pu identifier optiquement ces radiosources et l'on sait maintenant qu'il s'agit d'émissions radio en provenance de *novae* et de *supernovae.* Ainsi on a pu constater que la fameuse supernova de 1054, observée par les Chinois,

L'émission λ = 21 cm (1 420 mégahertz).

C'est l'émission fournie par l'hydrogène neutre, qui n'a aucune émission optique ; les nuages d'hydrogène neutre se déplacent dans l'espace interstellaire, et l'on peut mesurer la vitesse de ce déplacement par l'effet Doppler-Fizeau sur sa longueur d'onde. On a pu ainsi (Oort) étudier la répartition galactique de l'hydrogène neutre et en déduire la structure spiralée de notre Galaxie et la rotation de son noyau.

On a aussi observé la raie de 21 centimètres dans les nébuleuses les plus voisines de nous (Nuages de Magellan, nébuleuses d'Andromède et du Triangle) ; c'est à cette étude qu'est plus particulièrement utilisé le radiotélescope de Nançay en France et celui de Greenbank aux États-Unis.

Le radical OH (oxhydrile) émet sur des longueurs d'onde voisines de 18 centimètres, l'observation de cette émission — actuellement en cours — fournira des renseignements complémentaires sur la dynamique du noyau galactique.

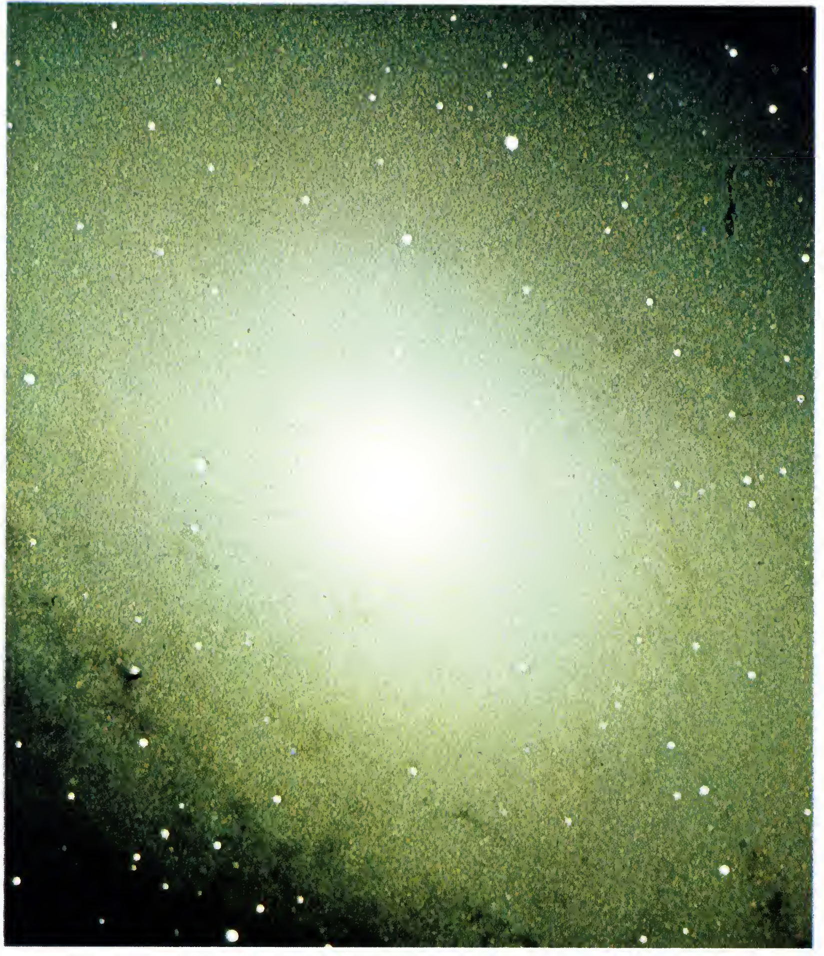
Le rayonnement thermique de 3 °K.

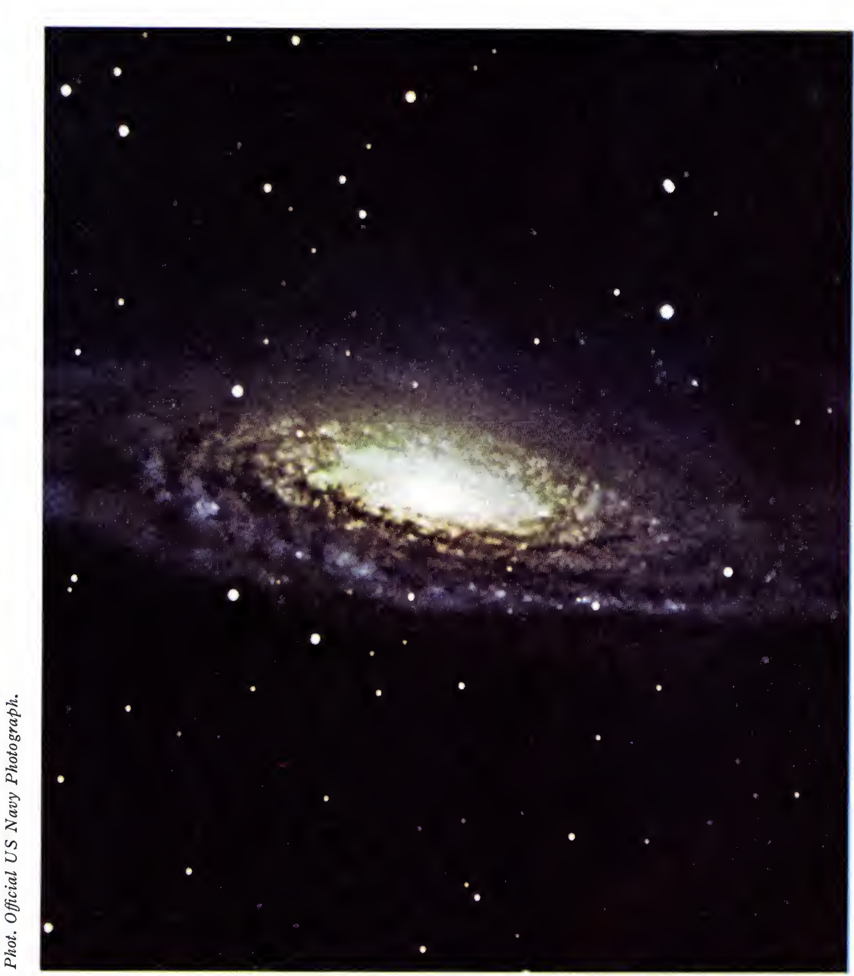
On sait que tout rayonnement transporte de l'énergie : la lumière solaire, par exemple, nous réchauffe et fait brunir notre peau, les rayons ultraviolets nous brûlent, comme les rayons X, et les rayons de la radioactivité nous tuent. L'énergie véhiculée par des rayonnements hertziens est moins « évidente » quotidiennement, mais elle existe de la même façon et elle varie avec la

Grande galaxie dans Andromède (M 31).

A 2 millions d'années de lumière de la Terre, cette galaxie comprend plus de 400 milliards d'étoiles ; au centre, population II (étoiles jaunes et rouges) ; dans les bras de la spirale, gaz, poussières cosmiques et étoiles de la population I (blanches et géantes bleues).

Phot. Official US Navy Photograph.





Phot. Official US Navy Photograph.

Ci-dessus à gauche, Messier 31 (NGC 224), grande galaxie dans la constellation d'Andromède. La photographie ne montre que le centre de la galaxie spirale (généralement surexposé). Le noyau (env. 13 millions de Soleils serrés dans un espace d'environ 48 années de lumière) accomplit une rotation sur lui-même en 52 000 années environ comme un corps solide. Spectre du noyau gKO.

Ci-dessus à droite, NGC 7331, galaxie spirale dans Pégase.

Sur la page ci-contre, Messier 51 (NGC 5194), galaxie dans la constellation des Chiens de Chasse. Galaxie spirale bien connue avec satellite. Distance : 9,4 millions d'années de lumière. Noyau bien visible. Environ 100 milliards de Soleils. Bras de spirale bleus, avec des traînées de nuées cosmiques sombres, les « lieux de naissance » des étoiles jeunes et chaudes de la population I. Espaces intermédiaires verdâtres, population mixte I et II. Compagnon : population II (?); devant lui, masses sombres brunâtres (poussières cosmiques ?).

longueur d'onde. En 1965, Penzias et Wilson ont découvert, en étudiant les ondes radio provenant du « fond du ciel » (et non plus d'objets célestes), qu'on obtenait, pour $\lambda = 7$ cm, une intensité de rayonnement 100 fois supérieure à celle que l'on pouvait prévoir d'après l'observation des radiosources connues. Ce rayonnement, décrit par Dicke et Peebles, est d'origine extragalactique (il est donc *cosmologique* et non local) et correspond à celui d'un *corps noir* (corps parfaitement absorbant) dont la température absolue serait $T = 3$ °K (le « zéro » absolu est, on le sait, à − 273 °C ; donc le rayonnement thermique de l'univers correspond à une température de − 270 °C, ce qui est une température extrêmement basse pour nous, mais, à d'autres égards, très élevée). D'autres mesures, effectuées sur une bande de longueurs d'onde allant de 0,3 à 60 cm, ont montré que le rayonnement du fond du ciel correspondait bien à une température comprise entre 2,4 et 3 °K.

La découverte de ce rayonnement est sans doute aussi importante que celle de la fuite des galaxies et du *red shift*. En effet il peut être interprété comme le rayonnement thermique isotrope de l'explosion primordiale, du *big bang*, et il exclut, bien entendu, le modèle stationnaire.

Les radiosources extragalactiques ou radiogalaxies.

Avant 1945, on ne pouvait observer que les astres ou ensemble d'astres visibles, c'est-à-dire émettant des radiations lumineuses dont la fréquence est comprise entre celle du rouge et celle du violet : on avait ainsi reconnu des centaines de millions de galaxies (dont la nôtre, la Voie lactée). On avait aussi observé des « explosions » stellaires *(novae, supernovae)*, c'est-à-dire des événements énergétiques intenses qui se produisent dans l'univers, mais on n'avait aucune preuve d'une activité énergétique à grande échelle. Le développement de la radioastronomie, après 1945, a mis en évidence des rayonnements hertziens non visibles (fréquences inférieures à celle du rouge). On découvrit d'abord l'existence d'une émission diffuse d'ondes radio, en provenance de notre Galaxie, puis des sources ponctuelles émettant aussi en ondes radio et qu'on appela primitivement des « radioétoiles » (la première source fut identifiée en 1949).

Les caractéristiques de ces rayonnements sont semblables à celles de l'émission galactique ; il est donc normal qu'on ait abandonné la dénomination « radioétoile » pour la remplacer par « radiosource extragalactique » ou « radiogalaxie ». Fait remarquable : l'énergie émise par ces radiosources est énorme (jusqu'à 100 000 000 de fois plus intense que l'émission diffuse de notre Galaxie). C'est l'étude de ces radiosources extragalactiques qui conduisit à la découverte des *quasars*, au début des années 60 (v. p. 95) et à d'autres phénomènes qui ont permis les progrès de la cosmologie.

Les radiosources repérées ont pu être associées, en général, à des objets visibles, que l'on connaissait parfois depuis longtemps (ainsi les *quasars* avaient déjà été photographiés en 1890). Mais, alors que leur émission optique (visible) est souvent faible, leur émission hertzienne est extrêmement puissante. En outre le spectre des radiosources, c'est-à-dire la répartition de l'énergie émise en fonction de la longueur d'onde, correspond à deux types d'objets : ceux dont l'intensité émise décroît lorsque la fréquence augmente (radiosources *étendues*) ; ceux dont le spectre est plat (intensité quasi constante) ou inversé (intensité croissante) et qui sont des radiosources *compactes*.

Dans les radiosources étendues (exemple : *Cygnus A*, dans la constellation du Cygne, identifiée en 1952), l'émission provient de deux « points chauds » à peu près symétriques par rapport à l'objet visible associé ; ces points chauds sont eux-mêmes des régions compactes qui contiennent de grandes quantités d'énergie sous forme de matière relativiste (dont les particules ont des vitesses voisines de la vitesse de la lumière). Les dimensions de ces radiosources sont grandes : 600 000 années de lumière entre les deux points chauds de *Cygnus A*, alors que celle des points chauds compacts sont petites (de l'ordre de quelques milliers d'années de lumière seulement).

Les radiosources compactes sont de petites dimensions : quelques années de lumière à peine. Ainsi la radiosource 3C 273, qui est le premier quasar découvert (v. p. 95), a une dimension inférieure à trois années de lumière, et l'énergie qu'elle émet est énorme : dans le domaine du visible, 3C 273 est 100 000 fois plus lumineux que notre Galaxie et l'énergie totale qu'il émet correspond à l'explosion d'un million de Soleils. L'étude des radiosources compactes a mis en évidence plusieurs problèmes, non encore résolus par les astrophysiciens, et notamment les questions suivantes :

— Quelle est l'origine de l'énergie des radiosources ?

— Comment expliquer leurs variations ?

— Comment expliquer l'existence, dans ces radiosources, de deux composantes très compactes, continuellement régénérées et qui s'éloignent l'une de l'autre à des vitesses supérieures à la vitesse de la lumière (7 fois celle-ci pour 3C 273) ? Ces vitesses « superlumineuses » sont en contradiction avec la théorie de la Relativité (v. p. 104).

On comprend, à ce simple énoncé, combien l'étude des radiosources extragalactiques est importante pour l'astrophysique des hautes énergies : aucun laboratoire terrestre ne pourra jamais recréer les conditions énergétiques d'un quasar, par exemple. Mais cette étude intéresse aussi la cosmologie. Les radiosources sont très éloignées de nous, et les informations, lumineuses ou hertziennes, que nous recevons sur nos radiotélescopes ont été émises il y a plusieurs milliards d'années : en les observant, nous observons une époque très ancienne de l'univers et nous pouvons envisager de comprendre la séquence d'événements qui s'est déroulée depuis le *big bang* initial jusqu'à l'état présent : les radiosources sont de véritables « sondes cosmologiques » (v. p. 112 comment l'analyse du dénombrement des radiosources conduit à l'hypothèse du *big bang*).





Phot. Official US Navy Photograph.

Ci-dessus, Messier 82, NGC 3034, galaxie dans la Grande Ourse. Le centre montre, à la place du noyau jaune habituel (population II), un rayonnement rouge (raie Hα) émis par des filaments gazeux. Il s'agit peut-être de l'explosion de millions d'étoiles constituant le noyau, processus en train depuis environ 1 million d'années. Distance : environ 5 millions d'années de lumière.

Sur la page ci-contre, Messier 20 (NGC 6514), galaxie trifide dans la constellation du Sagittaire. Masses gazeuses et poussiéreuses, flamboyant sous l'effet du rayonnement intense des étoiles bleues du centre, très chaudes. Distance : 3 200 années de lumière. ▶



Ci-dessous, M 33, NGC 598, galaxie dans le Triangle. C'était une galaxie plus petite que la nôtre, comprenant un milliard d'étoiles à 2 600 000 années de lumière.

Phot. Official US Navy Photograph.



Phot. Official US Navy Photograph.

Phot. Official US Navy Photograph.

En haut, M 45, les Pléiades dans le Taureau. Le centre d'un amas ouvert qui comprend environ 230 étoiles à 410 années de lumière. Sur la photographie ci-dessus, Messier 17 dans le Sagittaire.



Phot. Official US Navy Photograph.

M 27 NGC 6853, galaxie planétaire en forme d'haltère dans le Petit Renard à 1 000 années de lumière.

Messier 13 (NGC 6205), amas globulaire dans la constellation d'Hercule. Distance : env. 22 000 années de lumière ; à peu près 1 million de fois la masse du Soleil.



Messier 66, NGC 3627, galaxie dans le Lion. Nébuleuse spirale du type SB. à 9 millions d'années de lumière.



Messier 8, NGC 6523 dans le Sagittaire. Masses de gaz et de poussières englobant une étoile géante (env. 22 000 fois l'éclat du Soleil). Au premier plan, l'amas stellaire NGC 6530. Distance : 3 500 années de lumière.

Phot. Official US Navy Photograph.

Messier 104, NGC 4594, galaxie dans la Vierge.





Nébuleuse à réflexion NGC 7023 dans Céphée. Une étoile très chaude de type B 5e (magnitude 7) rend lumineuses, dans un rayon étendu, les masses de gaz et de poussières qui l'entourent.



Phot. Official US Navy Photograph.

NGC 4565 dans la constellation Chevelure de Bérénice.

NGC 253, galaxie dans le « Sculpteur » (ciel austral) : 400 milliards d'étoiles à 12 millions d'années de lumière du Soleil.

Histoire et origine des galaxies.

Les noyaux des galaxies.

La région centrale des galaxies est le siège de phénomènes énergétiques spectaculaires, dont certains sont visibles (on peut les photographier) et d'autres uniquement décelables au radiotélescope ; on l'appelle le *noyau* de la galaxie. C'est la plus petite partie observable au cœur de la galaxie étudiée : la densité d'étoiles y est la plus grande, l'énergie émise y est la plus intense, aussi bien dans le visible que dans le domaine des ondes radio. C'est du noyau que partent, parfois, des jets de matière ionisée, longs de plusieurs centaines de milliers d'années de lumière et dans lesquels la matière est propulsée à des vitesses de l'ordre de 10 000 km/s (ce phénomène a été découvert en 1921 à partir du noyau de la galaxie M 87). En 1943, l'astronome allemand Karl Seyfert a découvert six galaxies dont les noyaux — très petits — présentent des raies d'émission très larges, ce qui est le signe de mouvements très rapides ; l'analyse spectrale, optique ou hertzienne, montre qu'il s'est produit dans leur noyau une succession d'explosions, que l'on peut dater. A partir des années 60, on a commencé à penser que les quasars, objets alors mystérieux, étaient précisément des noyaux de galaxies.

● *Image optique des noyaux.* Quand le noyau d'une galaxie est visible, il se présente comme un point brillant au centre de celle-ci (exemple : Messier 51, p. 87). Mais il n'est pas toujours apparent. Dans certaines galaxies, à forte densité stellaire centrale, le noyau ne ressort pas toujours sur le « fond » lumineux de la galaxie ; dans les galaxies irrégulières, il n'y a pas de région à forte densité stellaire (exemple : NGC 1952, p. 80), il semble qu'il n'y ait pas de noyau, mais celui-ci existe peut-être. Bien des cas peuvent donc se présenter, mais l'absence apparente de noyau ne signifie pas absence de noyau : les conditions technologiques de l'observation sont déterminantes, et la résolution angulaire attachée à l'observation, le temps de pose, la qualité de l'émulsion photographique, etc., sont autant de facteurs dont il faut tenir compte.

● *Noyaux calmes et noyaux actifs.* La plupart des galaxies observées présentent un « noyau calme », composé uniquement d'étoiles dont le type nous est révélé par l'analyse spectrale. A partir de ces informations, on peut évaluer la masse du noyau ; on peut aussi le calculer en fonction des vitesses (différentes) des étoiles qu'il contient : celles-ci sont en effet animées de mouvements désordonnés, analogues au mouvement brownien des particules dans un volume gazeux. Plus la dispersion des vitesses est grande — c'est-à-dire plus les étoiles sont agitées —, plus le noyau est actif. Pour fixer les idées, disons que le noyau de la galaxie M 31 (nébuleuse d'Andromède) a une masse de 13 millions de masses solaires, pour un rayon de 22,5 années de lumière environ. Ajoutons que ce noyau, réputé « calme », présente cependant une certaine activité, marquée par des mouvements de matière à la vitesse de quelques dizaines de kilomètres à la seconde.

Les noyaux actifs se reconnaissent à l'analyse des raies spectrales émises. Ces raies, de longueur d'onde bien déterminée, ne sont pas observables en laboratoire ; on a



Phot. Official US Navy Photograph.

La grande nébuleuse d'Orion M 42 NGC 1976 à 1500 années de lumière.

donc pensé, assez longtemps, qu'elles étaient dues à un élément chimique inconnu sur la Terre et qu'on baptisa « nebulium ». Ce n'est qu'en 1927 qu'on montra (Bowen) qu'il s'agissait en fait de raies émises par de l'oxygène une fois, ou trois fois, ionisé (longueurs d'onde de ces raies : 0,3727 μm, 0,4959 μm et 0,5007 μm). La présence de gaz ionisé dans le noyau des galaxies actives, l'énorme énergie qu'elles rayonnent, les jets de matière à plusieurs milliers de kilomètres par seconde sont de remarquables signes d'activité. L'exemple le plus typique est celui de la galaxie elliptique géante M 87, située au centre de l'amas de galaxies de la Vierge, à environ 45 millions d'années de lumière de notre système solaire. Bien d'autres exemples d'activité nucléaire sont encore connus : l'élargissement des raies dans les noyaux de galaxies de Seyfert, l'énergie émise par les quasars, etc.

Comment expliquer l'activité d'un noyau ? De nombreux modèles ont été proposés, et les plus récents font appel au concept de « trou noir » (v. p. 96) : un *trou noir* est un objet théorique dont le champ de gravitation est tel qu'aucun rayonnement ne peut s'en échapper (on ne peut donc l'observer d'aucune façon). Au centre d'un noyau actif se trouverait donc un trou noir, entouré d'une zone d'émission de rayons X et d'ultraviolets. Les photons ultraviolets ionisent une enveloppe de gaz entourant le trou noir ; les couches gazeuses les plus proches du trou noir sont fortement ionisées et donnent lieu à un spectre de raies, tandis que les couches périphériques, non atteintes par le rayonnement central, fournissent un spectre continu (pour l'analyse spectrale, v. p. 38). Enfin, deux radiosources compactes (v. p. 86) sont éjectées symétriquement par rapport au noyau, et des radiosources diffuses sont éjectées bien au-delà de la galaxie visible, au sein du *halo galactique.*

Les galaxies spirales.

Nous avons vu (p. 82) que les galaxies ont été répertoriées en quatre classes selon leur aspect (Hubble, 1930).

Les *galaxies elliptiques,* qui représentent 17 % des galaxies connues, caractérisées par une population stellaire du type II, ne possèdent pas d'étoiles chaudes et lumineuses et sont pauvres en gaz interstellaire, à l'exception de quelques-unes qui en sont anormalement riches (le gaz interstellaire est constitué principalement d'hydrogène, neutre, ionisé ou moléculaire, qui émet un rayonnement de longueur d'onde $\lambda = 21$ cm). Pourquoi ont-elles si peu de gaz et pourquoi ces exceptions (on en connaît cinq) ? Ces questions sont actuellement sans réponse.

Les *galaxies spirales* représentent 80 % des galaxies connues ; on les classe en galaxies spirales proprement dites (50 % des galaxies connues) et en galaxies spirales barrées (30 %). On commence à comprendre leur structure spirale, mais leur stabilité reste encore inexpliquée. Des photographies de galaxies spirales sont proposées p. 85 (M 31 dans Andromède), p. 86 (NGC 7331 dans Pégase), p. 87 (M 51 dans les Chiens de Chasse), p. 92 (M 66 dans le Lion). Notre Galaxie est elle-même une galaxie spirale.

• *Morphologie.*

Les galaxies spirales ont la forme d'un disque lenticulaire, dont le renflement central, appelé *bulbe,* peut être plus ou moins important. Le disque galactique tourne autour d'un axe de symétrie, donc les étoiles qui le composent tournent autour du centre de la galaxie. Mais celle-ci ne se comporte pas comme un bloc solide, de sorte que les étoiles les plus éloignées du centre tournent moins vite que celles qui sont situées dans la zone centrale. La période de révolution d'une galaxie est de l'ordre de 100 millions d'années pour une étoile voisine du centre (dans notre Galaxie, le Soleil est situé à 2/3 de rayon galactique du centre : sa période de révolution est de 250 millions d'années). Comme l'Univers est âgé, au plus, de 20 milliards d'années, cela signifie que les galaxies spirales ont accompli 100 à 200 révolutions depuis leur création.

Les *bras* d'une galaxie spirale (bien nets sur la photographie de la p. 87) sont approximativement symétriques par rapport au centre de la galaxie et s'enroulent en sens contraire de la rotation. Ils sont composés d'étoiles, comme le disque galactique ; leur apparence est plus brillante dans la classification de Hubble (v. p. 83), les galaxies à spirale simple sont notées Sa, Sb, Sc en fonction de l'importance croissante des bras ; les galaxies à spirales barrées sont notées SBa, SBb et SBc selon le même critère.

• *Quelques questions.*

1 — *Quelle est l'origine de la structure spiralée ?* Le modèle le plus généralement admis part de l'hypothèse d'un *nuage gazeux protogalactique* qui se contracte sous l'effet de sa propre gravité. Cette contraction amplifie le mouvement de rotation initial du nuage qui s'aplatit progressivement, tandis que se forment en son sein les étoiles de la future galaxie. Si la contraction est lente, tout le gaz du nuage est transformé en étoiles avant l'aplatissement complet et l'on obtient une galaxie elliptique ; sinon, il se formera une galaxie spirale, contenant du gaz susceptible de se transformer en étoiles. Quant à l'origine des bras spiraux, elle est plus mystérieuse. On a proposé une explication fondée sur la notion d'*onde de densité,* qui peut être présentée aux profanes à l'aide d'une analogie.

Imaginons un plan incliné sur lequel roulent un très grand nombre de billes, en toute liberté. Si nous obstruons partiellement la trajectoire des billes par un butoir, il va se produire, derrière ce butoir, une accumulation anormale de billes, qui cesse lorsque le butoir disparaît et qui se manifeste de nouveau lorsqu'on le replace. L'« embouteillage » est périodique, mais ce ne sont pas les mêmes billes qui s'y trouvent : on peut parler, par image, d'une « onde d'embouteillage ». Il se

produirait le même genre de phénomène dans les galaxies : une accumulation d'étoiles crée, en un lieu, un puits de gravitation qui a tendance à attirer d'autres étoiles, celles-ci en attirent d'autres et ainsi de suite : c'est ce qu'on nomme une *onde de densité.* Mais ce modèle, imaginé il y a une quinzaine d'années par l'Américain C.C. Lin, n'explique ni la grande luminosité des bras galactiques, ni l'origine de la concentration des étoiles jeunes dans ces bras, ni le mécanisme d'entretien des ondes de densité, ni les rapports entre ces ondes et les interactions galactiques, ni l'existence des galaxies barrées.

2 — *Quelle est l'origine de la « barre » de certaines galaxies?* La question a été étudiée en simulant le mouvement des étoiles sur ordinateur. On est parvenu au modèle suivant en raisonnant sur un million d'étoiles (ce qui est peu en comparaison du nombre d'étoiles dans une galaxie) : les étoiles, initialement réparties d'une manière homogène dans un disque galactique, sont « lancées » un peu comme un croupier lance une boule dans le cylindre d'une roulette; le système évolue ensuite par le seul jeu des interactions gravitationnelles entre les étoiles et l'on constate, au début de la rotation, l'apparition d'une structure spiralée à deux bras. Puis, après quelques révolutions, les spirales disparaissent pour laisser place à une *barre* au centre de la galaxie.

3 — *Pourquoi toutes les galaxies ne sont-elles pas barrées?* La simulation montre que *toutes* les galaxies finissent barrées; s'il existe des galaxies spirales, il faut comprendre comment elles se maintiennent dans cet état et pourquoi l'apparition de la barre est retardée (rappelons que 50 % des galaxies sont à spirales pures et 30 % seulement sont barrées). Puisque la barre résulte d'effets gravitationnels, il faut donc penser qu'il existe une quantité de matière importante en dehors de la galaxie qui vient perturber ces effets, d'où l'idée qu'il existe une *masse cachée* (non observable), de forme sphérique, dont le centre coïncide avec celui de la galaxie et qui ne participe pas à la révolution galactique : c'est le *halo* galactique, auquel nous avons déjà fait allusion à propos de notre Galaxie (v. p. 81).

Les quasars.

Qu'est-ce que les quasars?

Le mot quasar est une contraction de l'expression anglaise *quasistar;* on baptisa ainsi, au début de 1963, des radiosources correspondant à des phénomènes énergétiques intenses, dont la position coïncide, sur le *Sky Atlas* (Atlas du ciel) photographique du mont Palomar, avec celle d'étoiles de magnitude relativement faible (de l'ordre de + 13). Ces « étoiles » étaient connues depuis longtemps (on a pu retrouver leurs traces sur des plaques photographiques remontant à 1890), mais, jusqu'à présent, elles n'avaient fait l'objet d'aucune étude particulière, car on ignorait qu'elles avaient une émission radio, ce qui est tout à fait exceptionnel. Les objets brillants photographiés à Palomar et considérés jusqu'alors comme des étoiles sont donc autre chose que des étoiles, ce sont des quasi-étoiles *(quasistars)* ou quasars (on dit aussi très fréquemment : des *radiosources quasistellaires*).

Les quasars restent, dix années après leur découverte, le phénomène astronomique le plus mystérieux à l'heure actuelle; leur étude a montré qu'ils avaient des propriétés tout à fait inattendues : ils offrent le mystère le plus récent de l'univers. Nous allons étudier plus particulièrement l'objet catalogué sous le numéro 3C 273 qui est la première radiosource quasistellaire (RQS) découverte.

Découverte de 3C 273.

La position précise d'une radiosource est difficile à déterminer en raison du faible pouvoir séparateur des radiotélescopes. Quand la radiosource possède un diamètre apparent radio suffisamment grand, il est possible, en pointant un télescope géant dans la direction indiquée par le radiotélescope, de découvrir, en général, une radiogalaxie qui est à l'origine de l'émission. Lorsqu'il s'agit d'une radiosource de très petit diamètre apparent, la détermination précise n'est plus possible; en outre, dans certains cas, on repère dans le ciel une radiosource qui ne correspond à aucune galaxie présente dans cette région du ciel. C'était le cas, en particulier, de la radiosource 3C 273, l'une des sources les plus intenses que l'on connaissait en 1962, et dans la direction de laquelle on ne trouvait aucune galaxie qui puisse lui être identifiée. C'est grâce à la Lune que l'on put, par chance, connaître la position précise de 3C 273.

Lorsque la Lune passe, en effet, devant une radiosource, elle fait écran aux ondes hertziennes qui sont émises, tout comme dans le cas d'une éclipse de Soleil, et, comme on connaît parfaitement le mouvement de la Lune et sa position dans le ciel, il suffit de noter l'heure à laquelle commence l'occultation de la radiosource et l'heure à laquelle elle se termine pour déterminer avec une très grande précision le diamètre apparent de cette radiosource, ses coordonnées, etc. Or, le 5 août 1962, Hazard, Mackey et Shimmins, opérant à Parkes (Australie), purent observer l'occultation de la radiosource 3C 273 par la Lune. Ils déterminèrent ainsi, par rapport au point γ de 1950 (1950,0) les coordonnées de 3C 273 :

$$\alpha = 12\text{ h } 26\text{ m } 33,29\text{ s} \pm 0,02\text{ s}$$
$$\Delta = +0,2° 19' 42'',0 \pm 0,5''$$

Ces coordonnées sont celles d'un objet de magnitude + 13 parfaitement repérable, sans aucune ambiguïté possible sur le *Sky Atlas.* 3C 273 était donc identifié : il s'agissait d'une radiosource en provenance d'un objet d'apparence stellaire, aucune galaxie n'étant enregistrée dans cette région du ciel.

Étude de 3C 273 par Greenstein.

● *Le spectre ne ressemble à aucun spectre* stellaire, il comprend un fond continu intense et des raies d'émission assez larges, en particulier les raies de l'hydrogène et celles de l'oxygène ionisé une fois (O II). Ces spectres, qui n'appartiennent à aucune étoile connue, avaient en outre une caractéristique : toutes les raies étaient considérablement décalées vers le rouge.

En même temps, on découvrait des spectres analogues (Maarten, Schmidt) pour les objets 3C 48, 3C 196 et 3C 286.

● *On peut attribuer le rougissement du spectre* à l'effet Doppler, comme pour les galaxies étudiées précédemment. Cependant, si l'on applique à ces spectres les lois des spectres galactiques, on constate que la luminosité de ces radiosources est cent fois supérieure à celle des galaxies normales connues jusqu'alors. On énonça donc l'hypothèse que les quasars étaient une catégorie de galaxies de type jusqu'alors inconnu. L'ordre de grandeur de la distance des quasars, en tenant compte de la constante de Hubble, les place à environ 3 milliards d'années de lumière de notre Galaxie.

● *L'examen de photographies antérieures* laisse apercevoir une variation de luminosité très rapide, ce qui, étant donné l'éloignement des quasars, nous impose de leur accorder de très petites dimensions (quelques dizaines d'années de lumière), c'est-à-dire de les considérer comme très inférieurs en grandeur à une galaxie normale.

● *L'émission énergétique des quasars,* dans le spectre visible, est 100 à 1 000 fois plus intense que l'émission des galaxies géantes; l'énergie émise par un quasar correspond à l'explosion d'un million de Soleils.

Interprétation de la nature des quasars.

Pour comprendre la nature des quasars, ou tout au moins pour tenter de la comprendre, il faut se placer au point de vue énergétique. Si nous recevons sur nos radiotélescopes des ondes électromagnétiques et si nos plaques photographiques sont impressionnées par la lumière en provenance de ces objets lointains, cela correspond à une certaine libération d'énergie; comparons donc la puissance libérée par nos radiosources :

Nature de l'objet émetteur	Puissance visible en watts	Puissance radio en watts
Galaxie « normale »	10^{37}	10^{31}
Radiogalaxie	10^{37}	10^{34} à 10^{37}
Quasar	10^{39}	10^{37}

Une radiogalaxie comme *Cygnus A* émet donc une puissance radio bien supérieure à celle qui est émise par une galaxie normale, tout en libérant la même puissance dans le domaine visible; dans certains cas, cette puissance radio peut être égale à la puissance visible. Pour les quasars, l'énergie mise en jeu est plus considérable encore. Si l'on évalue (à l'estime) l'énergie totale libérée par une radiosource quasistellaire, on parvient à la valeur minimale de 10^{53} watts : de tous les phénomènes physiques connus, les quasars sont — et de beaucoup — les plus riches en énergie libérée.

L'explication actuellement proposée repose sur la conception « explosive » des systèmes galactiques. Une galaxie comprend un *noyau* très dense qui, en explosant, produit une sorte de dilatation de la galaxie; c'est cette explosion qui se manifesterait à nous sous la forme des quasars : le feu d'artifice galactique, tout récent (à peine quelques millions d'années), est concentré dans la zone du noyau (ce qui explique d'une part l'intensité prodigieuse du phénomène et, d'autre part, son faible diamètre apparent inférieur à 1"). Dans un second stade, les particules matérielles accélérées par l'explosion s'éparpillent dans l'espace, la zone brillante perd son caractère concentré tandis que l'énergie radio reste intense : on a alors une radiogalaxie du type *Cygnus A* (identifiée par Baade et Minkowski en 1954).

Entre ces deux stades, il existe vraisemblablement des états intermédiaires, mais ils n'ont pas été observés (le seront-ils un jour?); après le second stade, une évolution en expansion se poursuit vraisemblablement, d'une façon plus lente, et l'on parvient (selon cette hypothèse) à une galaxie « normale », tranquille, dont l'émission radio est faible et qui n'est plus que l'écho très lointain de l'explosion ancienne, il y a quelques milliards d'années, d'un noyau.

Les pulsars.

Découverte des pulsars.

La découverte des *pulsars* (en 1968, par Anthony Hewish et Miss Bell, de Cambridge) est, avec celle des quasars (1963), l'événement astronomique le plus important des années 60.

● *En examinant certains diagrammes* obtenus en enregistrant des ondes radio en provenance du cosmos, les astronomes de Cambridge ont constaté (1968) que, sur un fond « régulier », correspondant à la longueur d'onde sur laquelle est réglé le récepteur, apparaissent, à intervalles très réguliers, des impulsions (« pics »), de durée assez faible (plus le pic est étroit, plus l'impulsion est courte). On peut donc penser qu'il existe une source d'ondes hertziennes fonctionnant périodiquement : tout se passe comme si on « allumait » et « éteignait » très rapidement un astre. Ces objets astronomiques, dont les émissions sont si curieuses, furent baptisés *pulsars* (radiosources pulsantes). Le premier objet de ce genre a reçu un surnom humoristique de la part des radioastronomes de Jodrell Bank : *Little Green Men 1* (« Petits hommes verts 1 ») ou LGM 1.

A l'heure actuelle, on connaît plusieurs objets de cette catégorie, qui émettent à des fréquences comprises entre 50 et 3 000 mégahertz (1 mégahertz = 1 million de hertz; la fréquence du balancier d'une pendule battant la seconde est N = 0,5 hertz). La durée des impulsions est très brève : entre 0,033 et 3,7 secondes (pour les pulsars connus). Ces indications permettent de déterminer la dimension de l'émetteur (30 km pour une impulsion d'un dixième de seconde); bien entendu le pulsar peut très bien avoir une dimension beaucoup plus grande que sa région émettrice.

● *Quelle peut être l'origine de ces pulsations hertziennes?* On ne connaît, dans la nature, que deux processus capables de fournir un phénomène périodique : la rotation et l'oscillation. Dans le cas d'un système en rotation (exemple : le cas de la Terre), la période de rotation augmente au fur et à mesure que le système perd de son énergie de rotation : ainsi la durée de rotation de notre planète augmente d'une seconde tous les 24 000 ans. Dans le cas d'un système oscillatoire, en revanche, la période reste constante quelle que soit l'amplitude de l'oscillation, si l'on néglige (ce qui peut se justifier dans l'espace) l'influence de l'amortissement, du moins à brève échéance. En d'autres termes, cela signifie qu'un système en rotation tourne de moins en moins vite, comme une horloge qui retarderait, tandis qu'un système oscillatoire est semblable à une horloge « juste ». Or on a découvert que, à chaque période, les pulsars prennent un retard appréciable (de 10^{-12} à 10^{-16} seconde) : cet accroissement de la période montre donc que les pulsars sont des objets tournants et non des objets oscillants.

Mais — et c'est là le paradoxe apparent — compte tenu de la très petite période de rotation, qui peut descendre jusqu'à 33 millièmes de seconde dans le cas de NPO 532, il faut attribuer aux pulsars une dimension très faible : NPO 532, dans la Nébuleuse du Crabe, est un pulsar dont la dimension maximale est de l'ordre de 100 km! Il faut donc imaginer l'existence d'une étoile minuscule, qui tiendrait entre Paris et Orléans, et dont la puissance de rayonnement serait prodigieuse. Quelle pourrait être la nature d'une telle étoile?

Origine des pulsars.

● *Les étoiles à neutrons.* Envisageons d'abord une

comparaison. Par une nuit bien noire, si je veux signaler ma présence sur une plage très étendue, je peux me servir d'un projecteur puissant. Mais je peux aussi concentrer, sur un rocher, 1 000 lampes de poche, ce qui donnera un effet analogue. Par ailleurs, si chacune de ces 1 000 lampes était placée sur un rocher différent, l'illumination serait imperceptible à distance. Autrement dit, l'efficacité du signal dépend de la *condensation* des sources lumineuses.

Considérons maintenant les « lampes de poche » d'une étoile. Elles sont constituées par les nucléons de leur matière (protons, neutrons). Si ces particules sont éloignées les unes des autres (ce qui est le cas dans la matière « normale » par exemple pour les nucléons présents dans cette feuille de papier), l'objet peut avoir une grande dimension ; si elles peuvent être toutes rapprochées, par compression, l'objet devient plus petit et, comme il ne perd aucune masse, plus *dense.* C'est précisément ce qui s'est produit pour les pulsars, conformément à la théorie de la relativité : lorsque l'on comprime de la matière jusqu'à obtenir une densité comparable à celle d'un noyau atomique (où les protons et les neutrons sont très « serrés »), les électrons de cette matière se combinent à ses protons pour donner des neutrons, et l'on obtient une sorte de noyau atomique monstrueux uniquement composé de neutrons : c'est une *étoile à neutrons.*

Si l'on faisait subir une telle compression à la Terre, toute sa matière tiendrait dans une sphère de 100 m de diamètre ; pour le Soleil, on obtiendrait une sphère de 10 km de diamètre, c'est-à-dire que le disque solaire tiendrait dans les limites du Paris actuel ! Naturellement, l'énergie émise par le Soleil ne changerait guère. On comprend, dès lors, qu'un diamètre de 100 km, pour cette étoile à neutrons que constitue un pulsar, est parfaitement compatible avec une émission rayonnée puissante : si la matière contenue dans un tel pulsar se diluait, comme celle du Soleil, on aurait une étoile dont le diamètre serait dix fois plus grand que celui du Soleil et le volume 1 000 fois plus grand. Un pulsar de 100 km de diamètre est équivalent à 1 000 soleils.

Ajoutons une remarque historique : le modèle d'une étoile à neutrons a été proposé en 1932 par le Soviétique Lev Landau, puis, en 1939, par Oppenheimer et Volkoff. Mais il ne s'agissait que d'étoiles « théoriques », déduites à partir des principes de la relativité einsteinienne. La découverte des pulsars, en 1968, a confirmé les hypothèses des physiciens.

● *Quelle est l'origine des pulsars ?* Pour répondre à cette question, reportons-nous à l'histoire d'une étoile (ci-dessus, p. 75). Lorsqu'elle a atteint la température de 6 milliards de degrés, l'équilibre entre l'émission de neutrinos et la production d'énergie gravitationnelle est rompu et le noyau stellaire s'effondre, en comprimant la matière jusqu'à lui donner la densité d'une étoile à neutrons, tandis que le manteau stellaire est expulsé, par l'effet de l'énergie gravitationnelle, en un gigantesque feu d'artifice cosmique *(supernova).* Le noyau à neutrons qui subsiste est un pulsar. Cela est confirmé par l'observation. La nébuleuse du Crabe, on le sait, est le reste de l'étoile qui a explosé en 1054, explosion observée par le mathématicien chinois Yang Wai-tek (et par d'autres), la nuit du 4 juillet 1054 ; elle comporte en son centre un pulsar (NPO 532), de période 0,033 seconde (c'est le pulsar le plus rapide que nous connaissions) et l'on a pu observer (John Cocke) au centre géométrique de la nébuleuse une source lumineuse clignotante dont la période coïncide avec celle du pulsar.

Puisqu'un pulsar n'est autre que le vestige condensé de la supernova, on s'explique sa vitesse de rotation (le rayon de l'étoile s'est contracté, en devenant 100 000 fois plus petit ; la vitesse de rotation est devenue, en conséquence, 10 milliards de fois plus grande). On peut aussi prévoir que le champ magnétique d'un pulsar doit être, pour une raison analogue, 10 milliards de fois plus intense que celui de l'étoile « normale », avant son effondrement (en l'occurrence, ici, 10^{12} gauss, alors que le champ du Soleil est de 1 gauss).

Les trous noirs.

Les « astres obscurs ».

Le fait que nous puissions affirmer qu'un objet céleste existe repose, en dernière analyse, sur l'observation :

— soit de l'objet lui-même, lumineux et repérable par l'œil humain, aidé ou non d'un télescope ;

— soit, s'il s'agit d'un objet non visible, des corpuscules et/ou des radiations qu'il émet ;

— soit des effets que la présence de cet objet dans l'espace exerce sur d'autres objets connus.

C'est ainsi que nous affirmons l'existence du Soleil pour la première raison, celle des radiosources ou des quasars pour la deuxième et celle de la masse cachée de la Galaxie pour la troisième (v. p. 80). Mais nous pouvons aussi poser l'existence *hypothétique* de certains objets, sans nous référer à l'une de ces trois raisons, quitte à ne jamais avoir confirmation de notre hypothèse : c'est ce que firent, au XVIIIe siècle, le Britannique John Mitchell (1783) et le Français Laplace (1796). Nous allons reprendre ici le raisonnement de Laplace, plus complet et plus rigoureux que celui de son collègue d'outre-Manche.

Tout le monde sait qu'il existe autour de la Terre un champ de gravitation, dont l'effet est d'attirer vers le centre de notre planète tout objet matériel qui y pénètre. C'est en vertu de ce champ gravitationnel qu'il est recommandé... de ne pas cracher en l'air ! Toutefois, ce champ n'est pas tout-puissant : il suffit de communiquer à un projectile une vitesse suffisamment grande, dite vitesse de libération, pour qu'il échappe à l'attraction terrestre. C'est ce que font les techniciens de l'astronautique lorsqu'ils lancent une fusée à destination de la Lune par exemple : la vitesse critique de libération est V_c = 11 km/s. Plus généralement, on peut établir une formule qui donne la valeur de V_c en fonction de la masse *M* dont on veut se libérer (sur Terre, il s'agit de la masse de la Terre), et du rayon R de l'astre considéré ; cette formule est :

$$v_c = \frac{2\,GM}{\sqrt{R}}$$

G étant la constante de gravitation universelle (v. p. 000). On voit que, plus la masse *M* est grande, plus la vitesse critique est grande ; ainsi la vitesse de libération sur le Soleil est de 620 km/s, et elle atteint plusieurs milliers de km/s sur les étoiles très denses (grande masse et petit rayon) comme les naines blanches.

Considérons maintenant un rayon lumineux. A l'époque de Laplace, on pensait qu'il était composé de petits corpuscules, se déplaçant dans le vide à la vitesse *c* qu'on pensait être comprise entre 200 000 et 300 000 km/s. Supposons, écrit Laplace, qu'il existe un astre suffisamment massif pour qu'à sa surface la vitesse de libération dépasse la vitesse *c* de la lumière, les corpuscules lumineux ne pourront pas s'en évader, retenus qu'ils seront par le champ gravitationnel : de tels astres seraient *obscurs.*

Lumière et relativité

Les travaux d'Einstein, au début du XXe siècle, ont remis en discussion la question des « astres obscurs ». Sans entrer dans les détails, retenons les trois thèses einsteiniennes suivantes :

1 — la lumière n'est pas uniquement une onde électromagnétique de fréquence *f* se propageant dans l'espace ; c'est aussi un phénomène corpusculaire, car elle véhicule des corpuscules d'énergie appelés *photons,* d'énergie $q = hf$, *h* étant la célèbre constante de Planck ;

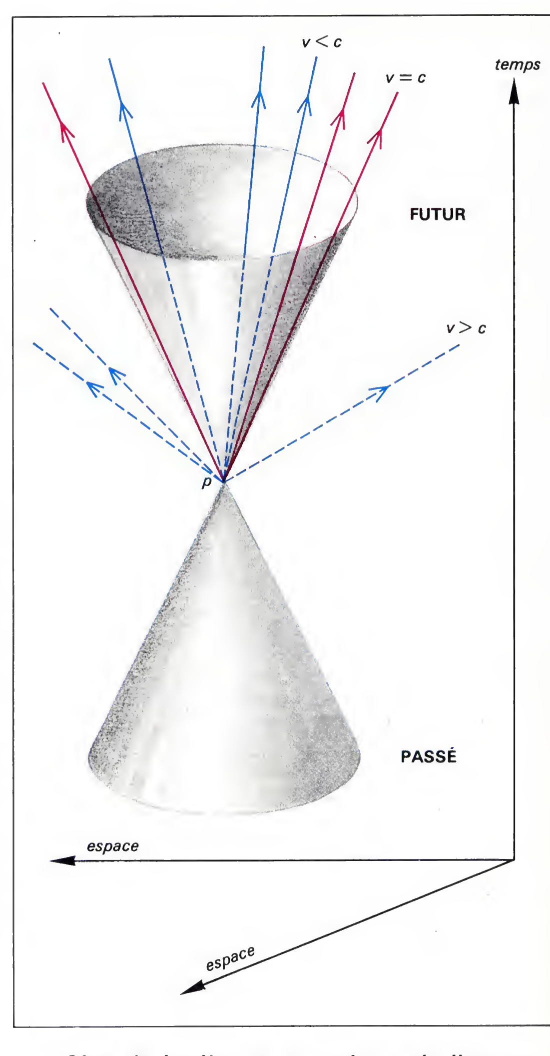
2 — selon la théorie de la *Relativité restreinte,* la vitesse *c* de la lumière (donc des photons) dans le vide est une grandeur constante, une vitesse limite qu'aucune particule ne peut dépasser ; son caractère constant exprime qu'elle n'est pas affectée par la gravitation ;

3 — selon la théorie de la *Relativité générale,* dans laquelle Einstein a pris ses distances avec la théorie précédente, la constance de *c* n'est pas une propriété absolue mais une *propriété locale :* les photons sont influencés par un champ gravitationnel.

Dès lors, l'hypothèse de Laplace reprend toute sa valeur : un astre suffisamment dense pour engendrer une vitesse de libération supérieure à *c* serait obscur et ne pourrait émettre ni photons lumineux ni photons hertziens, infrarouges, ultraviolets, etc. Un télescope optique pointé dans sa direction n'enregistrerait aucune image, un radiotélescope ne recevrait aucune onde hertzienne : on serait en présence de ce qu'on appelle, depuis une quarantaine d'années, un *trou noir* (« noir » optiquement et électromagnétiquement).

L'effondrement gravitationnel.

Le diagramme ci-après est ce qu'on appelle un diagramme espace-temps ; le cône qui est tracé est un *cône de lumière :* les génératrices de ce cône, issues du sommet *p,* représentent les trajectoires de particules animées d'une vitesse égale à *c,* c'est-à-dire de photons ; toutes les autres particules ont une trajectoire située à l'intérieur du cône de lumière (leur vitesse est inférieure à *c*). Les trajectoires extérieures au cône (en tiretés sur la figure) sont *interdites,* car elles correspondent à des vitesses supérieures à *c,* interdites par la théorie de la relativité.



Cône de lumière en un point p de l'espace-temps : les seules trajectoires permises sont comprises à l'intérieur du cône ; les trajectoires des photons (vitesse : c) sont des génératrices du cône.

Supposons maintenant qu'il existe un corps très dense dans l'espace-temps. En chaque point *p*, p_1, p_2,... de l'espace-temps, il existe un cône de lumière limitant en trajectoires des photons ; à proximité du corps massif et selon la théorie de la relativité générale, les photons sont attirés par le champ de gravitation et, en conséquence, la position des cônes de lumière varie à chaque instant. Sur le diagramme ci-après, on a indiqué la trajectoire radiale des photons (déviée par le corps dense) ; on voit que les photons situés sur la trajectoire limite appelée *horizon* sont tels que leurs trajectoires, confondues avec les génératrices du cône, ne peuvent se diriger qu'à l'intérieur de la zone en grisé qui constitue un trou noir. Il en résulte que tout rayon lumineux (ou, plus généralement, toute onde électromagnétique) qui franchit l'horizon s'effondre gravitationnellement dans le trou noir et ne peut plus en sortir.

En résumé :

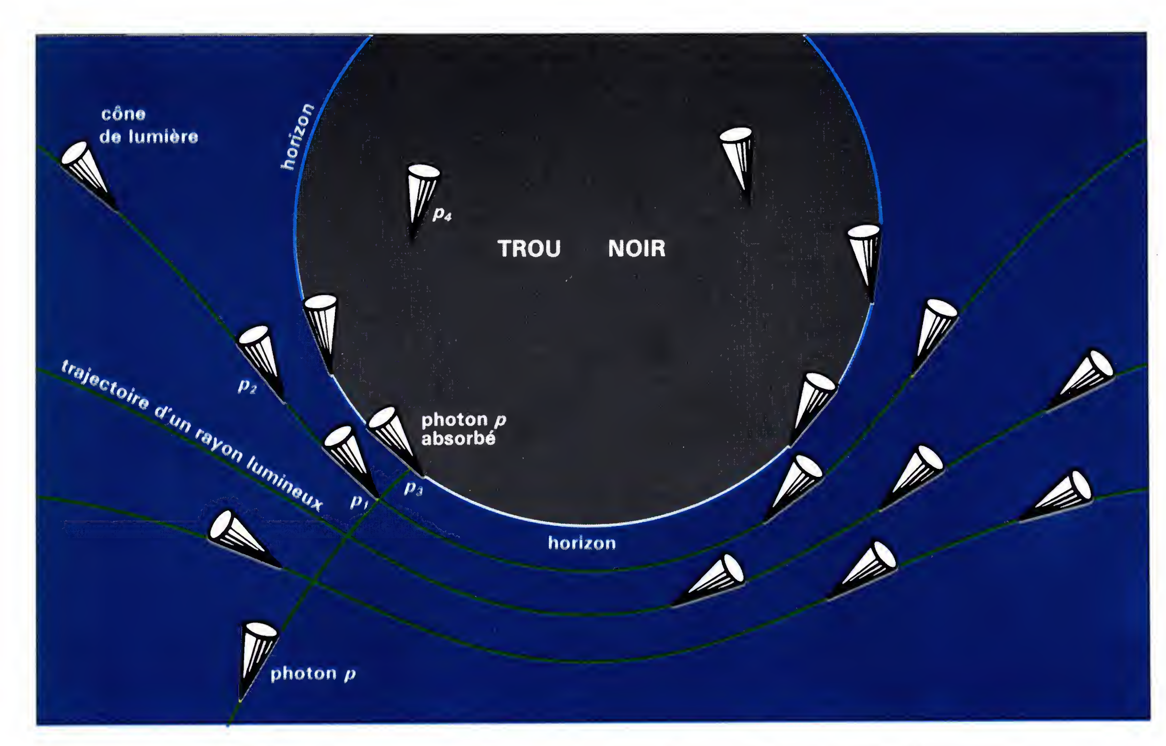
1 — du trou noir, aucun *photon,* donc aucun signal électromagnétique ne peut sortir ;

2 — tout signal électromagnétique envoyé vers le trou noir n'a aucune chance d'être réfléchi, même partiellement : on ne peut donc « voir » un trou noir, ni en l'éclairant, ni à l'aide d'un dispositif radar par exemple.

Comment se représenter un trou noir.

On peut néanmoins se former une image réelle d'un trou noir. En effet, s'il existe à proximité du trou noir une étoile brillante autour de laquelle il est en orbite (comme la Terre — astre mort — est en orbite autour du Soleil et éclairée par lui), on a la possibilité de se représenter le trou noir en question.

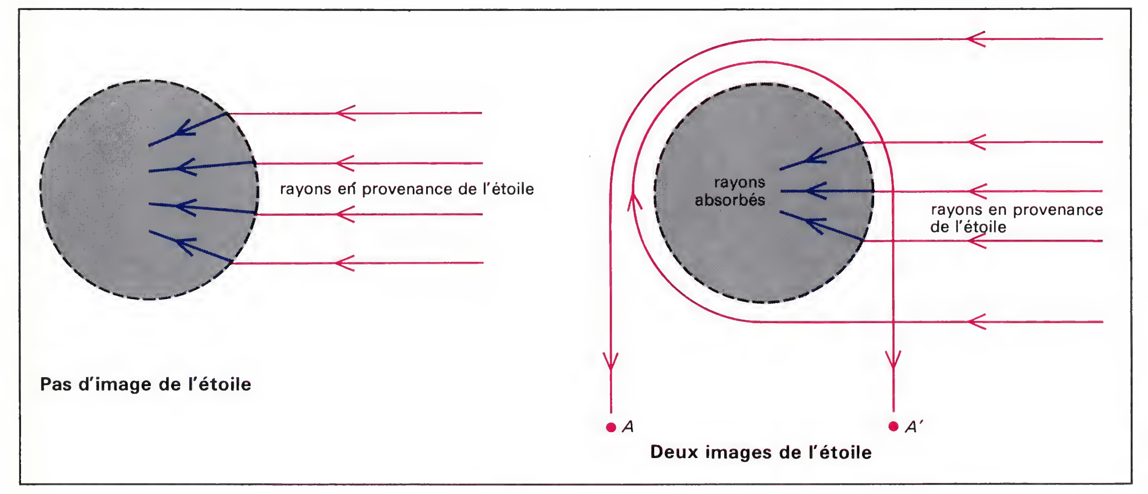
Pour comprendre ce qui se passe, il nous faut établir une comparaison. Tout le monde a pu observer le tourbillon qui se produit lorsqu'une baignoire se vide : un petit morceau de bouchon flottant sur l'eau et sur lequel on souffle se déplace au hasard tant qu'il se trouve loin de l'orifice de vidange ; arrivé à une distance critique donnée, qui dépend de la puissance de la vidange, le



Déviation des trajectoires des photons et dérive des cônes de lumière à proximité d'un trou noir. Tout photon qui atteint l'horizon ne peut ressortir du trou noir.

bouchon ne peut plus retourner en eau calme, il est entraîné dans le sens du tourbillon dans lequel il s'enfonce progressivement jusqu'à s'engloutir dans la bonde. Ce modèle simpliste peut s'appliquer au trou noir.

Entre la zone « calme » de l'espace où les photons peuvent circuler à peu près librement et l'horizon, où ils s'engloutissent dans le trou noir, il y a une zone « tourbillonnaire », l'*ergosphère*, limitée par l'horizon et, extérieurement, par une surface appelée *limite statique* du trou noir. Le photon qui pénètre dans l'ergosphère peut encore échapper au trou noir, à condition que sa trajectoire radiale se situe à l'intérieur d'un angle donné. Si le trou noir est sans rotation, la limite statique se confond avec l'horizon et il n'y a pas d'ergosphère : le trou noir est *parfait* et non observable. Dans le cas contraire, les rayons lumineux issus de l'étoile éclairante sont, les uns absorbés par le trou noir, les autres simplement déviés dans l'ergosphère, de part et d'autre du trou noir, et l'on obtient deux images symétriques de l'étoile éclairante, de part et d'autre du trou noir.



Observation d'un trou noir
A gauche : ***trou noir parfait (sans rotation). Les rayons lumineux provenant de l'étoile éclairante sont tous absorbés par le trou noir qu'on ne peut situer dans l'espace.***
A droite : ***trou noir avec ergosphère. Certains rayons émis par l'étoile éclairante sont déviés dans l'ergosphère (dont la forme et l'action dépendent de la nature du trou noir) et l'on obtient deux images, A et A', de l'étoile.***

Il peut aussi arriver que le trou noir soit entouré d'un anneau de gaz chaud qui s'engloutit peu à peu dans le trou noir. Cet *anneau d'accrétion* « éclaire » le trou noir comme s'il y avait autour de lui un très grand nombre d'étoiles éclairantes, et l'on obtient l'image d'un ou plusieurs anneaux brillants entourant la zone sombre où se trouve le trou noir.

Les trous noirs géants.

La théorie des trous noirs laisse prévoir des objets de cette classe de toute masse et de toute densité. Certains, dont la masse est — au départ — celle d'une étoile ordinaire, peuvent grossir en « avalant » toute la matière environnante. C'est ainsi qu'une étoile peut devenir un trou noir dont la masse atteindra quelques dizaines de masses solaires (v. p. 77).

Au sein des noyaux de galaxies, la théorie de la Relativité permet de supposer l'existence d'une grande concentration de matière correspondant à un trou noir en formation ou même à un *trou noir géant* (plusieurs millions de masses solaires), né d'un trou noir stellaire (une dizaine de masses solaires). Le gaz interstellaire capté par gravitation autour d'un trou noir en rotation possède une énergie potentielle gravitationnelle énorme, dont une partie est convertie en rayonnement, d'où une luminosité qui suggère l'existence d'une formidable quantité d'énergie. Ces « trous noirs rayonnants » sont des quasars (actifs ou en extinction).

LA RELATIVITÉ.

La théorie de la relativité a été élaborée par Albert Einstein en 1905 ; c'est une théorie physique et non astronomique, destinée initialement à rendre compte des contradictions qui existaient, à la fin du XIX[e] siècle, entre certaines expériences, comme celle réalisée en 1881 par l'Américain Michelson, et les théories de la mécanique classique (newtonienne). Pendant longtemps, les spéculations relativistes sont restées en dehors des domaines pratiques, puisqu'elles n'intervenaient qu'à partir de vitesses très grandes, voisines de 300 000 km/s ; la réalité concrète correspondant aux thèses d'Einstein était en dehors de notre expérience quotidienne, elle se limitait à quelques phénomènes astronomiques comme le déplacement du périhélie de Mercure (v. p. 63). La physique moderne a élargi ce point de vue : les techniciens utilisent des accélérateurs de particules dans lesquels les déplacements se font avec des vitesses très voisines de celle de la lumière ; l'observation des rayons cosmiques nous place aussi dans des conditions « relativistes » d'expérience et le temps est proche où l'on construira des fusées laboratoires qui partiront dans le cosmos à des vitesses suffisamment grandes pour que les effets prévus par la relativité, par exemple le non-vieillissement des cosmonautes, puissent être sensibles.

Nous avons rencontré à plusieurs reprises, dans cet exposé général des connaissances astronomiques, des références à l'einsteinisme, notamment dans les chapitres traitant de l'origine et de l'arrangement général de l'univers. Nous avons pensé qu'il était justifié de présenter les théories relativistes en ce point de notre ouvrage, avant même d'aborder la physique, dont elle est l'un des plus importants piliers.

On a dit mille fois que la relativité ne pouvait être exposée en termes non mathématiques ; c'est vrai, mais il en est ainsi, à tout bien examiner, de toutes les théories de la physique, et cela n'empêche pas d'en donner une idée plus ou moins précise à ceux qui ignorent les hautes mathématiques. Il en est de même de la relativité qui se formule à l'aide de concepts mathématiques difficiles, certes, mais bien moins étrangers à un lecteur un peu averti qu'ils ne l'étaient il y a un demi-siècle ; Einstein lui-même a donné de ses théories des exposés non mathématiques qui sont restés le modèle de toutes les tentatives ultérieures, se proposant, comme nous le faisons ici-même, de faire comprendre simplement à un lecteur profane comment la science moderne conçoit le monde.

On doit pénétrer dans les théories relativistes pas à pas : c'est pourquoi nous avons renoncé ici à un exposé synthétique. Nous avons préféré procéder par « étapes », en répétant même certaines explications lorsque cela était nécessaire ; Einstein rappelait lui-même qu'il faut « laisser le souci d'élégance aux tailleurs et aux cordonniers » (*La Théorie de la relativité restreinte et générale, Préface,* décembre 1916). Toutes les fois qu'un développement mathématique nous a semblé nécessaire, nous l'avons indiqué après nos explications générales ; le lecteur rebelle aux équations peut « sauter » ces paragraphes terminaux et passer à l'étape suivante.

La relativité des distances dans la mécanique classique.

Mesure des distances à l'aide de règles rigides.

Ouvrons un atlas de géographie et observons une carte de l'Europe ; nous constatons que des villes comme Paris, Londres, Rome, y sont représentées par un simple *point,* qu'on situe à l'entrecroisement de deux lignes (la longitude et la latitude). Mais ce « point » devient une grande surface, avec ses propres repères, lorsqu'il s'agit du plan de Paris par exemple : sur une telle carte, un point représentera une maison ou un monument. Si nous nous tournons vers l'espace, un point pourra représenter la Terre et un autre le Soleil, et lorsque nous disons : « La Terre tourne autour du Soleil », il faut entendre : « Le point représentatif de la Terre tourne autour du point représentatif du Soleil. » A une autre échelle encore, un *point* peut être une étoile, une galaxie, un amas de galaxies, etc. La première chose à faire est de définir la *distance* entre deux points ; pour cela, nous choisissons un étalon de longueur figuré par une tige rigide et nous reportons autant de fois qu'il est nécessaire cette règle entre les deux points. Si la règle est graduée, nous pourrons en principe mesurer n'importe quelle distance AB à la surface de la Terre. Laissons de côté pour l'instant le problème plus complexe de la mesure d'un segment AB hors de notre portée ; qu'il soit rappelé qu'on y parvient par des méthodes reposant sur les propriétés métriques du triangle.

Photo X...

Fragment d'un manuscrit d'Einstein.

Si nous mesurons une distance AB à Paris, et que nous trouvions qu'elle vaut 1 m par exemple, nous écrirons conventionnellement :

$$AB = 1 \text{ m.}$$

Supposons maintenant qu'un cosmonaute soit entraîné avec son vaisseau spatial dans l'espace à une vitesse très élevée ; il est possible qu'il ait emporté avec lui une règle graduée analogue à celle que nous avons conservée sur la Terre et qu'il mesure de son côté, dans sa cabine, une distance A'B' : s'il la trouve égale à 1 m, il écrira aussi :

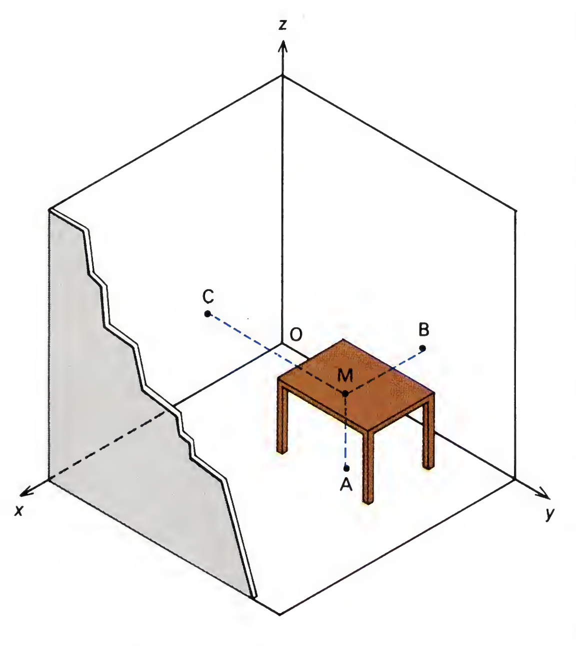
$$A'B' = 1 \text{ m.}$$

La mécanique classique (celle de Galilée, de Descartes et de Newton) supposait que la tige rigide qui fait office de règle ne varie pas de grandeur et que par conséquent l'indication A'B' = 1 m à l'intérieur de la fusée est la même que l'indication AB = 1 m sur la Terre. Soulignons pour l'instant que ce n'est là qu'une *supposition,* puisque l'expérience n'a jamais été faite ; si donc une expérience était réalisée qui montre que la règle s'est raccourcie en voyageant dans la fusée, elle ne serait pas spécialement invraisemblable.

Repérage d'un point dans l'espace.

Imaginons une chambre rigoureusement en forme de cube ; la position d'un point M à l'intérieur de cette pièce (le point M est, par exemple, une bille posée sur une table) est parfaitement déterminée si nous connaissons la distance qui sépare le point M du plancher et de deux murs choisis arbitrairement comme murs de repère ; on peut aussi définir ce repère par les trois arêtes O*x*, O*y* et O*z* du cube considéré. La figure *solide* O *x y z* est appelée en géométrie un *trièdre trirectangle ;* pour nous autres, observateurs, elle sera appelée un *trièdre de référence* ou encore un *référentiel.* Toute description du lieu où se produit un événement doit avoir ainsi son référentiel (qui n'est pas nécessairement un trièdre : voir par exemple les diverses manières de repérer un astre par ses coordonnées équatoriales, horizontales, galactiques, etc.). Condition fondamentale assignée au référentiel : il doit être invariable en grandeur (si les murs de la chambre étaient élastiques, aucune mesure ne serait possible).

Pratiquement, on ne construira jamais le référentiel auquel un physicien ou un astronome rapporte ses observations ; on le définira par certaines conventions : O désignera, par exemple, le centre de la Terre, O*x* une direction donnée dans l'espace, ainsi que O*y* et O*z*, et les mesures se feront par des moyens optiques dans l'espace, et non pas en reportant plusieurs fois de suite une règle graduée entre deux points. Ainsi, à chaque point M seront associés trois nombres appelés ses coordonnées spatiales ; on écrit M (*x, y, z*).



Les distances MA, MB et MC déterminent la position du point M.

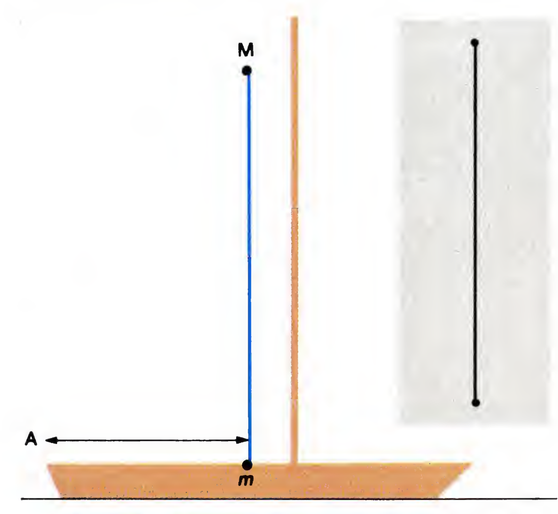
Si nous adoptons un tel référentiel, nous allons rencontrer une difficulté. Supposons que O soit le centre de la Terre et O*z* la direction verticale ; en raison de la rotation de la Terre sur elle-même, la droite O*z* balaie en 23 h 56 mn un vaste cercle (voir *Mouvement diurne*), il en sera de même des autres directions O*x* et O*y*. Un tel référentiel ne peut convenir, car il fait effectuer aux étoiles dites fixes un *mouvement de rotation ;* or les étoiles fixes, qui sont très éloignées les unes des autres et pratiquement à l'abri de toute attraction mutuelle, sont des corps auxquels s'applique, avec une grande précision, la loi fondamentale dite de l'inertie et qui peut s'exprimer ainsi : un corps suffisamment éloigné d'autres corps ne peut être qu'en repos ou en mouvement rectiligne uniforme. Ce principe fondamental de la mécanique doit être respecté et, pour cela, il faut se donner un référentiel tel que, par rapport à lui, les étoiles fixes n'effectuent aucun mouvement, sinon rectiligne et uniforme. Finalement, on choisira un système de coordonnées dont l'état de mouvement reste compatible avec le principe de l'inertie. Un tel système est dit *système de coordonnées galiléen.* Il pourra être figuré, par exemple, par quatre étoiles fixes, l'une figurant le point O et les trois autres les directions O*x*, O*y* et O*z*. Par rapport à un tel référentiel, les lois de la physique classique sont valables.

Nous admettrons provisoirement que nous pouvons préciser, à l'aide d'une horloge, l'instant *t* auquel se produit un événement quelconque en un point M (*x, y, z*).

Relativité des trajectoires.

Nous allons entreprendre maintenant une expérience très simple, dans un cadre fort agréable. Transportons-

nous sur un bateau à voiles, par une nuit bien noire et sur une mer très calme ; nous supposerons que le mouvement du voilier est rectiligne et uniforme et que sa direction est parallèle au rivage. Hissons-nous en haut du mât et laissons tomber de notre perchoir une petite balle phosphorescente ; si nous négligeons la résistance de l'air et des facteurs secondaires de perturbation, cette balle va tomber selon la verticale et si un observateur placé sur le pont photographie cette chute (avec un temps de pose égal au temps de chute), il obtiendra le résultat schématique suivant, que le bateau soit immobile ou en mouvement :

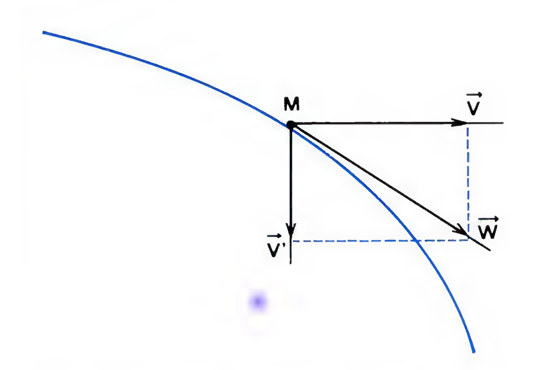


La balle M tombe en m *sur le pont; nous supposerons la distance* Am*=4 m.*

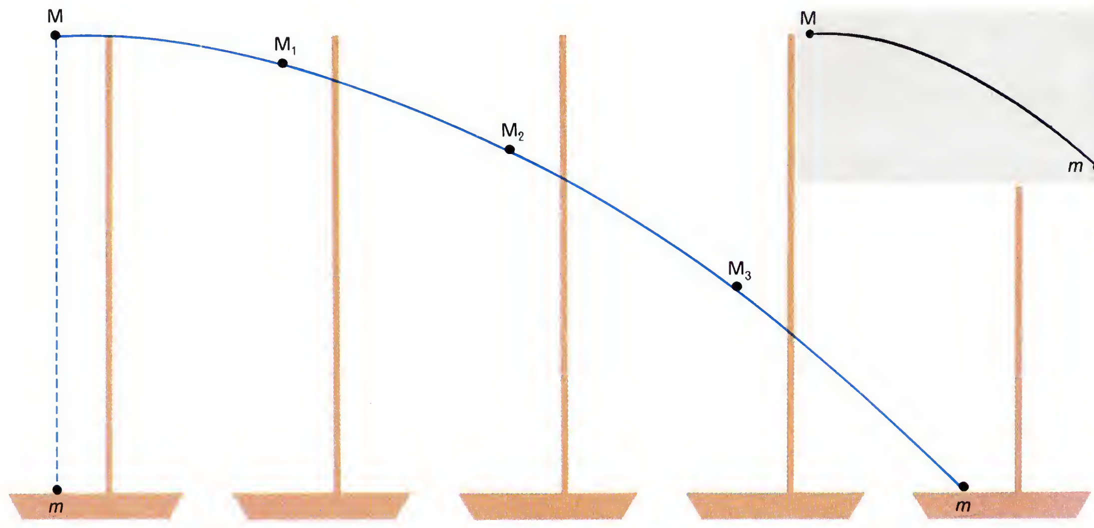
Pour un observateur situé sur le rivage, les apparences sont tout autres si le bateau est en mouvement ; on voit sur la figure que la trajectoire apparente décrite par la balle est une *parabole* et non plus une ligne droite.

En revanche, si le bateau avait été immobile, la photographie prise du rivage aurait été semblable à celle prise du pont du bateau.

● *Expression mathématique du phénomène.* Avant d'être lâchée, la balle M est entraînée par le bateau, comme tous les corps situés sur le bateau ; on peut donc lui assigner un *vecteur vitesse* $\vec{V}$ lié au bateau. Quand elle est lâchée par l'expérimentateur, elle est en outre mue par la pesanteur, et il y correspond un autre vecteur vitesse $\vec{V'}$, dirigé verticalement vers le bas ; mais la *vitesse communiquée par le mouvement du bateau ne disparaît pas* : il y a combinaison à chaque instant des deux vecteurs vitesse, d'où un vecteur résultant $\vec{W}$ qui est la diagonale du parallélogramme construit sur $\vec{V}$ et $\vec{V'}$.



Composition des vecteurs vitesse; le vecteur $\vec{W}$ ***est tangent à la trajectoire.***



Du rivage, la balle semble parcourir la trajectoire M, M_1, M_2... m.

Le principe de relativité galiléen (relativité au sens restreint).

Endormons-nous sur le bateau de Galilée alors qu'il est immobile, et admettons que l'appareillage ne nous ait pas réveillés ; si nous ouvrons les yeux en pleine mer et qu'il n'y a ni houle, ni bruit, ni points de repère quelconques, il n'existe aucune expérience qui nous montre que le bateau est en mouvement. Certes, en réalité, nous ne nous y trompons pas ; des impressions viscérales, le vent, un bout de bois qui flotte et dont nous nous éloignons nous renseignent largement sur ce point ; mais dans les conditions théoriques énoncées, nous ne pouvons rien dire ; tout comme Galilée le notait dans les *Dialogues sur les deux systèmes du monde,* que l'on saute à pieds joints dans la cale, qu'on lance un objet dans une direction ou une autre, qu'on observe la chute d'une goutte d'eau tombant d'un seau placé à quelque hauteur : « Aucun de ces phénomènes ne pourra vous indiquer si le navire se déplace ou reste immobile. »

Posons maintenant le problème autrement. Le bateau avance sur la mer d'une façon uniforme ; supposons un oiseau qui vole en ligne droite et avec une vitesse uniforme par rapport à un observateur situé sur le rivage. Pour un observateur situé sur le bateau, le mouvement de cet oiseau sera aussi rectiligne et uniforme ; les seules différences avec les observations faites de la terre ferme porteront sur la vitesse, qui ne sera pas la même, et sur la direction du vol. Le cas de la vitesse mérite d'être brièvement commenté. Supposons que le bateau se dirige parallèlement au rivage, ainsi que l'oiseau, qu'ils aillent tous deux dans le même sens ; l'oiseau vole à la vitesse de 40 km/h par exemple et le bateau file à la vitesse de 10 km/h (que les marins pardonnent au physicien de ne pas s'exprimer en *nœuds*), ces deux vitesses étant prises du rivage bien entendu, par un observateur immobile. Si nous mesurons la vitesse de l'oiseau par rapport au bateau, elle sera de :

$$40 - 10 = 30 \text{ km/h}.$$

Généralisons cette observation, et nous obtenons le principe de relativité de Galilée. Si un corps de masse *m* est animé d'un mouvement rectiligne uniforme par rapport à un référentiel R, il effectue aussi un mouvement rectiligne uniforme par rapport à tout référentiel R' animé lui-même d'un mouvement rectiligne uniforme par rapport à R. Autrement dit, quel que soit le système R' choisi, les lois de la mécanique s'expriment toujours de la même façon du moment que le référentiel est animé d'un mouvement rectiligne uniforme par rapport à R. Qu'on prenne le rivage, le bateau ou l'oiseau, les équations qu'on écrira seront équivalentes et l'on passera des unes aux autres par des transformations simples. C'est un peu comme si un savant quittait son laboratoire parisien et se transportait dans un train roulant à une vitesse constante et en ligne droite ; il lui suffirait de faire intervenir la distance qui le sépare de son laboratoire, mais cela ne changerait ni le degré ni la nature de ses équations.

Deux arguments très généraux viennent à l'appui de ce principe. Le premier, c'est que toute la mécanique céleste en tient compte et qu'il serait *a priori* peu probable qu'une si grande validité soit en défaut dans un autre domaine de phénomènes. Le second c'est que, s'il existait un système R privilégié (on l'appellerait alors un système au repos absolu), les lois de la nature ne seraient pas équivalentes dans tous les systèmes ; il y aurait, par exemple, des directions privilégiées (c'est ce qu'on appelle l'anisotropie de l'espace local). Or aucune expérience n'a mis en évidence un tel fait ; l'espace a, du point de vue de la mécanique, les mêmes propriétés dans toutes les directions.

● *Expression mathématique.* Soit *x, y, z* les coordonnées d'un point M à l'instant *t* ; supposons que le référentiel (trièdre trirectangle O *x y z*) se déplace dans la direction O*x* à la vitesse uniforme *v* ; l'expérience de Galilée montre que les nouvelles coordonnées *x', y', z'* et *t'* du point M dans le système R' se déduisent des coordonnées par rapport à R par la transformation :

$$\begin{cases} x' = x - vt \\ y' = y \\ z' = z \\ t' = t \end{cases}$$

On pourrait aussi supposer une translation qui transformerait les *y* et les *z* de la même façon que les *x*. Dans tous les cas, la variable *t* reste invariante.

L'éther et le mouvement absolu.

Les succès de la mécanique classique et de sa conclusion générale : « tous les référentiels en mouvement relatif de translation uniforme les uns par rapport aux autres fournissent des lois de la nature identiques », sont restés limités par une vision assez étroite de l'univers, ce qui est paradoxal quand on connaît la valeur géniale, par ailleurs, des intuitions de Galilée et de Newton. L'observateur se meut par rapport au bateau, le bateau par rapport au rivage, la Terre par rapport au Soleil, etc. ; arrivé à ce point, Galilée s'arrête, le référentiel qui a pour origine le centre du Soleil est immobile, absolument immobile ! Tous les systèmes de coordonnées R', R", ... utilisés se meuvent par rapport à lui. Dès lors pourquoi ne pas prendre ce référentiel comme un système absolu ? Newton s'y refusa par méfiance intellectuelle : qui peut dire que l'on ne découvrira pas — pensait-il — un mouvement du système solaire par rapport à quelque autre système ? (Il ne se trompait pas : le Soleil est mobile par rapport aux galaxies extérieures à notre Galaxie, et ces galaxies sont en mouvement les unes par rapport aux autres : v. p. 84.) Par contre, il tenait à l'idée d'un référentiel absolu et immobile ; aussi évoqua-t-il la possibilité d'un *espace absolu,* sans rapport avec quoi que ce soit d'autre, une sorte de « creux » général où tenait tout l'univers. Cet espace aurait dû avoir les propriétés suivantes :

— être vide de toute matière ;
— être parfaitement perméable (notamment à la lumière) ;
— être indéformable, c'est-à-dire qu'une tige rigide AB doit y avoir toujours la même grandeur ;
— ne pas dépendre des objets et des mouvements dont il est le cadre.

Comme on le voit, un tel espace est un concept et non une réalité ; il semble relever de la philosophie plus que de la science. Quand Fresnel énonça la *théorie ondulatoire de la lumière,* on crut cependant que l'espace absolu newtonien devenait objet de science ; la lumière est une vibration et toute vibration qui se propage suppose un milieu qui vibre (l'air dans le cas du son, par exemple). Or la lumière se propage aussi dans le vide : d'où l'idée que dans le vide lui-même est présente une substance dont les vibrations sont la lumière ; à cette substance, on donna le nom d'*éther* (nul rapport avec l'éther des chimistes, bien entendu !). Or quelles sont les propriétés de cet éther hypothétique si l'on veut tenir compte des expériences d'optique ondulatoire (propagation, interférences de la lumière, etc.) ?

— être parfaitement fluide et élastique ;
— être aussi parfaitement rigide ;

— être présent partout, aussi bien dans le vide que dans les corps et entre les corps ;

— être parfaitement perméable (notamment à la lumière).

Ces deux caractères d'élasticité (pouvoir vibrer) et de rigidité ne semblaient pas contradictoires aux savants du XIX[e] siècle : le son se propage bien dans une tige d'acier, c'est-à-dire la fait vibrer sans qu'elle bouge ! Cet *éther* plaisait d'autant plus à la science de l'époque qu'elle matérialisait enfin l'espace absolu de Newton et, jusqu'aux fameuses expériences de Michelson-Morley (1887), on ne désespérait point de mettre en évidence la vitesse de la Terre dans l'*éther*, et, par la même occasion, l'existence de l'éther.

Disons tout de suite que les conséquences de cette expérience ont été inattendues ; elles ont conduit à l'abandon de l'idée d'*éther* et à l'élaboration de la théorie de la relativité.

Le problème de la propagation de la lumière.

La lumière se propage dans le vide en ligne droite à une vitesse qu'on désigne par la lettre *c* (initiale de *célérité*) et qui est très voisine de 300 000 km/s (299 794 km/s à quelques km/s près ; pour simplifier les calculs de cet exposé, nous prendrons $c = 300\,000$ km/s) ; cette vitesse est la même pour toutes les *couleurs* (lumière jaune, lumière rouge, etc.) et ne dépend pas du mouvement propre de la source émettrice. On sait aussi que d'autres radiations se propagent de la même façon, en particulier les ondes hertziennes qui sont de même nature ; ce point est intéressant à noter : au lieu d'expédier un signal lumineux dans une direction, on peut envoyer un signal radio qui sera reçu non par un miroir ou une plaque photographique, mais par l'antenne d'un récepteur. Cela facilitera dans certains cas nos expériences. Nous allons examiner cette loi en lui appliquant les hypothèses de la mécanique classique que nous avons isolées jusqu'à présent, à savoir :

— la relativité mutuelle des mouvements de translation rectiligne et le principe de la composition des vitesses qui en résulte (voir notre exemple du bateau et de l'oiseau) ;

— L'hypothèse de l'existence d'un *éther* immobile dans lequel se propageraient les vibrations lumineuses ;

— l'hypothèse de l'*isotropie*, selon laquelle la propagation de la lumière se fait de la même façon et à la même vitesse dans toutes les directions de l'espace.

Composition des vitesses.

Prenons le vieil exemple favori d'Einstein, celui d'un train se déplaçant parallèlement à un talus, ce talus figurant provisoirement l'espace immobile, tandis que le train est un système de référence en mouvement rectiligne uniforme. Supposons que la vitesse du train soit de 72 km/h ou, ce qui revient au même, de 20 m/s (il vaut mieux que notre expérience se déroule, pour l'instant, sur quelques dizaines de mètres plutôt que sur plusieurs kilomètres !). Dans le « couloir » de ce train, que nous supposerons très long, se promène un voyageur qui marche à la vitesse de 1 m/s. Si nous prenons nos mesures par référence à un point O du talus, et si le voyageur avance dans le sens de la marche du train, en une seconde il aura parcouru (par rapport au talus) :

$$20 + 1 = 21 \text{ m}$$

plus généralement, la vitesse *v* du train et la vitesse *v'* du voyageur s'ajoutent, ce qui donne une vitesse résultante (avec le talus comme référentiel) :

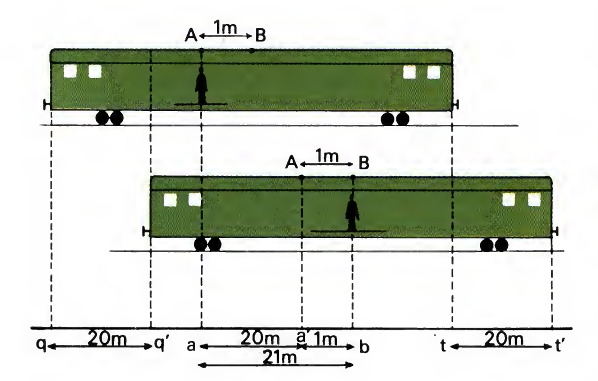
$$w = v + v'$$

Si le voyageur se promenait dans le sens contraire de la marche du train, il parcourrait en une seconde :

$$20 - 1 = 19 \text{ m}$$

et, d'une façon générale, sa vitesse serait :

$$w = v - v'.$$



Ce qui se passe en une seconde : le voyageur marche de A jusqu'à B ; le train se déplace de 20 m. On voit que, en une seconde, le voyageur a accompli : 20+1=21 m.

qq' déplacement de la queue du train ;
tt' déplacement de la tête du train ;
aa' déplacement du point A ;
a point du référentiel correspondant à la position initiale du voyageur ;
b point du référentiel correspondant à la position finale du voyageur.

Application à la lumière.

Supposons maintenant qu'un rayon lumineux se déplace le long du talus à la vitesse *c*, dans le sens de la marche du train dont la vitesse est *v* ; si l'on désigne par *c'* la vitesse de la lumière par rapport au wagon, nous aurons de même :

$$c = v + c'$$

d'où :

$$c' = c - v$$

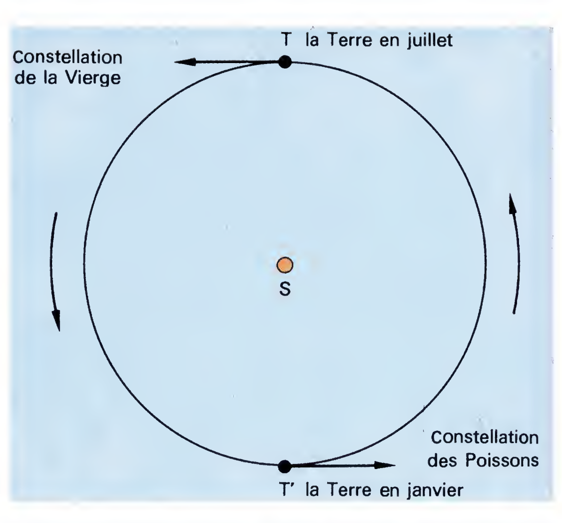
autrement dit, nous avons remplacé la vitesse du voyageur marchant dans le wagon par la vitesse de la lumière se propageant dans le wagon et nous voyons que cette vitesse *c'* n'est pas égale à *c*. Or le principe de relativité de Galilée impose à la loi de propagation de la lumière d'être indépendante du référentiel choisi : que ce soit par rapport au talus ou par rapport au wagon, la vitesse de la lumière doit être la même. Nous sommes donc en présence d'une alternative dont les deux termes sont contradictoires : ou bien nous conservons le principe de relativité de Galilée, ou bien nous modifions les lois de propagation de la lumière pour les rendre compatibles avec le principe galiléen. La théorie einsteinienne de la relativité restreinte s'est présentée comme une troisième solution qui conserve à la fois la loi de propagation de la lumière et la relativité des mouvements ; elle est intervenue pour rendre compte de cette contradiction mise en évidence non pas par une « image » comme celle que nous venons d'évoquer pour présenter simplement le problème, mais par l'expérience de Michelson-Morley qui concrétise la difficulté fondamentale qui vient d'être signalée.

L'expérience de Michelson-Morley.

Conçue et réalisée en 1881 par le savant américain Michelson, reprise en 1887 avec la collaboration de Morley, cette expérience a été refaite plusieurs fois (la dernière en date à Iéna, en 1930, par Joos) ; elle avait pour but la mise en évidence de la vitesse *v* de translation de la Terre dans l'éther, à l'aide de signaux optiques.

● *Vitesse de la Terre dans l'éther.* On sait que la Terre tourne autour du Soleil en une année ; à six mois d'intervalle, elle se dirige donc — dans l'espace — dans deux directions opposées (voir figure à la page suivante) ; si donc, on envoie un signal lumineux dans l'*éther* (qui représente maintenant le « talus »), ce rayon lumineux se déplacera sur la Terre (le « train » de l'image précédente) à la vitesse $c - v$ si le signal est lancé dans le même sens que la Terre ou à la vitesse $c + v$ s'il est lancé dans le sens contraire ; on suppose, bien entendu, que la trajectoire de la Terre est assimilable à une ligne droite pendant un très court instant (elle se déplace d'un peu moins d'un degré par jour ; le rayon ST étant très grand, l'arc de cercle correspondant est très peu différent d'un petit segment de droite).

Ainsi donc, la Terre se mouvant autour du Soleil à la vitesse de 30 km/s, un rayon lumineux lancé dans la constellation des Poissons d'un observatoire terrestre se déplacerait par rapport à cet observatoire à la vitesse de 299 970 km/s au début du mois de juillet et à 300 030 km/s au mois de janvier. C'était cette différence de 60 km/s que se proposait de mettre en évidence Michelson à l'aide d'un dispositif dont le principe est décrit ci-dessous (le lecteur non mathématicien peut passer directement aux résultats de l'expérience) ; signalons que l'appareil de Michelson était suffisamment précis pour laisser apparaître une vitesse minimale de 5 km/s : en principe, il devait donc être très facile de mettre en évidence la vitesse $v = 30$ km/s ; l'expérience de Joos en 1930 était encore plus précise, puisqu'elle pouvait déceler des vitesses minimales égales à 1,5 km/s. Ajoutons encore une remarque : en 1959, on a utilisé un dispositif encore plus précis (les *oscillateurs à jet d'ammoniac*) ; une vitesse de 0,03 km/s était décelable.



Un signal lumineux lancé dans la direction de la constellation des Poissons se déplace à la vitesse c — v au mois de juillet et à la vitesse c+v au mois de janvier.

● *Principe de l'expérience.* Un rayon lumineux issu d'une source monochromatique très pure S atteint un miroir O qu'il traverse en partie jusqu'à un miroir M ; une partie de la lumière se réfléchit en O et atteint un miroir M' dans une direction perpendiculaire à OM (pratiquement M et M' sont portés par des bras rectangulaires articulés sur l'axe O). Après avoir atteint M et M', les rayons se réfléchissent à nouveau sur O et, de là, sur la lunette d'observation L. On peut suivre les trajets sur le schéma de la page ci-contre.

Les deux faisceaux lumineux qui, finalement, tombent sur la lunette L ont parcouru l'un le chemin SOMOL et l'autre le chemin SOM'OL ; on peut régler les distances OM et OM' en faisant coulisser les miroirs sur le bras qui les supporte. Ces deux trajets ne sont pas nécessairement égaux ; les faisceaux interfèrent au foyer de la lunette où l'on observera donc des franges d'interférences. On règle l'appareil de telle sorte que l'aller et retour de la lumière sur le bras OM et sur le bras OM' se fasse *dans le même temps* ; pour cela, il n'est pas besoin d'un chronomètre : il suffit de régler la distance OM et OM' pour que la frange centrale d'interférence soit obtenue à la croisée des fils du réticule dans la lunette (on sait que le réticule est un disque-repère qui permet de faire des visées précises avec une lunette). Deux cas sont possibles :

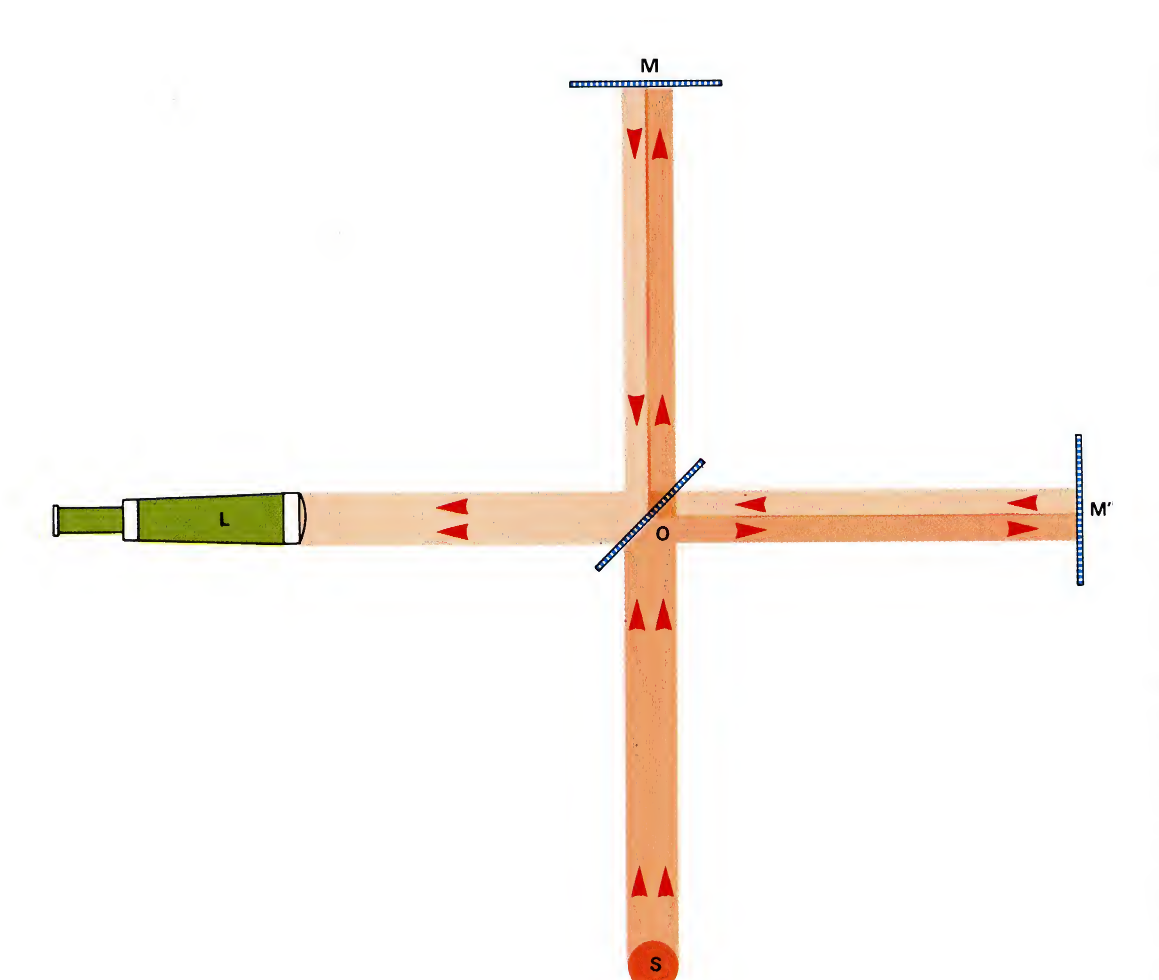
— ou bien la vitesse *c* de la lumière est la même dans les directions OM et OM', et les bras OM et OM' sont égaux ;

— ou bien la vitesse de la lumière n'est pas la même dans les directions OM et OM' : les bras OM et OM' sont inégaux.

Si, par exemple, la lumière va moins vite (en moyenne) dans la direction OM que dans la direction OM', le bras OM sera plus court que le bras OM'. Après avoir fait ce premier réglage, on fait tourner l'appareil de 90° sur son axe ; le bras OM' prend alors la direction qu'avait OM et, *normalement,* le système devrait être déréglé, puisque, cette fois-ci, c'est le bras le plus long qui est dans la direction où la vitesse de la lumière est la plus petite. Ce déréglage doit se manifester par un déplacement des franges d'interférences, la frange centrale n'étant plus à la croisée des fils du réticule ; en mesurant ce déplacement, on pourra évaluer la vitesse *v* de la Terre.

Or on n'observe pas le moindre déplacement des franges dans la lunette : tout se passe comme si la Terre était immobile. C'était là un résultat tellement inattendu que de nombreux savants ne purent y croire. Mais quelles que fussent les conditions de l'expérience, la qualité des appareils, les soins apportés par les expérimentateurs, la nature de la source, rien n'y fit ; le dispositif indiquait toujours : vitesse de la Terre dans l'éther = O. On fit alors des visées dans toutes les directions de l'espace, à différents moments de l'année (par exemple en janvier et en juillet) ; le résultat était toujours le même : la Terre est immobile dans l'éther !

● *Calcul :* soit *l* la longueur du bras OM, *c* la vitesse de la lumière et *v* la vitesse de la Terre dans l'espace ($v = 0$ si la Terre est immobile). En raisonnant selon la mécanique classique (addition ou soustraction des vitesses *c* et *v*, tout comme pour le voyageur dans le train de notre exemple ci-dessus), on obtient les résultats suivants en supposant que la Terre se dirige dans la direction OM avec la vitesse *v* :



L'expérience de Michelson-Morley.
On a figuré les trajets **aller** *en* **foncé** *et les trajets* **retour** *en* **clair***; les bras OM et OM' n'ont pas nécessairement la même longueur.*

Trajet de la lumière	Vitesse de la lumière	Temps du parcours
De O vers M (aller)	$c - v$	$\frac{l}{(c-v)}$
De M vers O (retour)	$c + v$	$\frac{l}{(c+v)}$
Aller et retour (T = temps total)		$T = \frac{l}{(c-v)} + \frac{l}{(c+v)} = \frac{2\,cl}{c^2 - v^2}$

Le temps total pour l'aller et retour peut aussi s'écrire, en divisant par c^2 tous les termes de la fraction obtenue :

$$T = \frac{\frac{2\,l}{c}}{1 - \frac{v^2}{c^2}}$$

ou, en posant pour simplifier l'écriture $\beta^2 = \frac{v^2}{c^2}$:

$$T = \frac{\frac{2\,l}{c}}{1 - \beta^2}$$

Noter que, si la Terre était immobile, on aurait $v = 0$ et

$$t = \frac{2\,l}{c}.$$

Pour calculer le temps du trajet dans la direction OM', il faut tenir compte du fait que la Terre s'est déplacée pendant le temps t' de ce trajet conformément à la figure ci-contre :

On a immédiatement :

$$M'M'' = OO' = vt'.$$

D'autre part, le rayon lumineux parti de O à la vitesse c atteint M'' (et non pas M') ; on a aussi $OM'' = ct'$. Le théorème de Pythagore appliqué au triangle OM'M'' donne finalement :

$$c^2t'^2 = v^2t'^2 + l'^2.$$

On tire aisément de cette équation (avec $\frac{v^2}{c^2} = \beta^2$) :

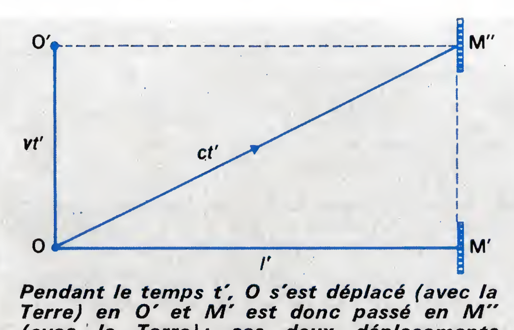
$$t'^2 = \frac{\frac{l'^2}{c^2}}{1 - \beta^2}$$

et finalement, l'aller et retour selon OM' se fait dans le temps total :

$$T' = \frac{\frac{2\,l'}{c}}{\sqrt{1 - \beta^2}}.$$

● *Conclusion.* L'égalité T = T', réalisée par le réglage du bras (OM plus court que OM') et qui se manifeste par la position de la frange centrale d'interférence, ne devrait plus être vraie lorsqu'on a fait tourner l'appareil de 90° ; or il n'en est rien, puisque les franges ne se déplacent pas.

Comme on ne pouvait renier une expérience aussi précise, ni bouleverser les lois de propagation de la lumière (en accord, notamment, avec les théories de l'électromagnétisme), il fallait, pour résoudre la contradiction, poser que le principe de l'addition des vitesses (principe de la relativité de Galilée) n'était pas exact ; il fallut 25 ans aux savants pour y renoncer (Einstein venait de naître lorsque Michelson réalisa son expérience : il avait 2 ans !).



Pendant le temps t', O s'est déplacé (avec la Terre) en O' et M' est donc passé en M'' (avec la Terre); ces deux déplacements s'effectuent à la même vitesse v.

L'espace-temps.

Les points de départ de la théorie d'Einstein.

Donnons pour débuter la parole à Einstein :

> *L'expérience nous a conduit à la conviction que, d'une part, le principe de relativité* (restreinte) *est vrai et que, d'autre part, la loi de propagation de la lumière dans le vide doit être considérée comme égale à une constante c (La Théorie de la relativité,* 1916*).*

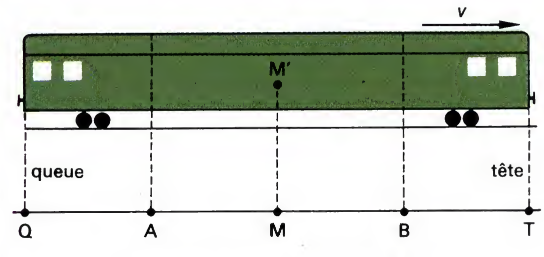
Einstein ne renoncera — nous le verrons — ni à l'une ni à l'autre de ces deux affirmations. L'expérience de Michelson semblant introduire une incompatibilité entre les deux principes, pour sortir de l'impasse il fallait, avons-nous conclu, modifier les règles galiléennes de l'addition des vitesses sans cependant renoncer au principe lui-même, c'est-à-dire à la relativité des mouvements de translation rectiligne.

Une tentative de Fitzgerald et Lorenz pour rendre compte de l'expérience de Michelson a sans doute orienté les recherches d'Einstein. Ces deux savants avaient supposé que, en tournant de 90°, la ligne OM' s'était *contractée,* ce qui rendrait compte *théoriquement* que tout se passait comme si elle avait été plus courte, cette contraction étant due à son mouvement. Naturellement, il s'agissait là d'un jeu de l'esprit, car, matériellement, cette contraction n'apparaissait en aucune manière ; néanmoins Fitzgerald et Lorenz parvenaient ainsi à rattacher l'expérience à la mécanique classique ; en supposant cette *contraction théorique* et en lui donnant la valeur qui correspondait à ce qu'on observait, cela revenait à imposer au système en mouvement un groupe de transformations dit groupe de Fitzgerald-Lorenz et qui différait du groupe de Galilée cité ci-dessus (v. p. 101). Nous replacerons les transformations en question à leur place « logique » dans le présent exposé ; retenons provisoirement qu'elles introduisent une variable t' qui remplace le temps t et qui est liée à la vitesse du référentiel. Ces remarques nous conduisent à réviser, avec Einstein, nos idées sur le temps et les grandeurs spatiales.

Le temps et l'idée de simultanéité.

● *Une définition de la simultanéité.* S'il se produit, en deux points A et B, un événement donné, comment décider s'ils ont lieu *en même temps* ou non ? Supposons que l'événement soit un éclair lumineux ; plaçons au milieu M de AB deux miroirs inclinés à 90° l'un par rapport à l'autre : nous disons que les deux événements sont simultanés si nous percevons, en M, les deux éclairs au même moment (les deux miroirs permettent à l'expérimentateur d'observer A et B simultanément). Cette définition suppose que la lumière parcourt des espaces égaux (AM et BM) en des temps égaux, c'est-à-dire que sa vitesse est la même de A vers M et de B vers M. Plaçons en A et B deux horloges de même structure (mêmes matériaux, mêmes mécanismes, etc.) ; réglons-les de telle sorte que les positions des leurs aiguilles soient simultanées (au sens qu'on vient de définir) : nous pouvons alors mesurer le temps t en le lisant sur l'horloge en question et cette convention permet d'associer à chaque événement survenant en un point de coordonnées x, y et z une variable t qui est, dans la physique classique, indépendante du point choisi.

● *La simultanéité est relative.* Reprenons l'image du train et du talus ; supposons qu'un éclair se produise simultanément en 2 points A et B du talus immobile qui nous sert de référentiel. Un observateur situé dans le train, en un point M' correspondant au point M milieu de AB sur le talus *s'avance* à la vitesse v du train vers le signal venant de B et *s'éloigne* du signal en provenance de A.



Relativité de la simultanéité.

L'observateur placé dans le train aura donc l'impression que l'éclair en B est antérieur à l'éclair en A : deux événements simultanés par rapport au talus ne le sont pas par rapport au train. Cela nous montre que la variable t est liée au référentiel : une seconde par rapport au train n'est pas nécessairement égale à une seconde par rapport au talus.

Cela nous montre aussi que notre raisonnement sur l'addition des vitesses était vicieux : nous avions en effet supposé que si un voyageur se déplaçait *dans le train* à une vitesse de 1 m/s, il se déplaçait aussi de 1 m/s par rapport au talus : mais si la *seconde* du train ne correspond pas à la *seconde* du talus, il n'est plus permis de dire que la distance parcourue est la même.

● *Relativité d'une distance dans l'espace.* Si nous voulons mesurer la longueur du wagon qui se déplace à la vitesse v par rapport au talus, nous pouvons utiliser une règle graduée et faire cette mesure à l'intérieur du wagon en reportant la règle autant de fois qu'il est nécessaire pour aller de la tête à la queue du wagon. Mais si nous voulons mesurer cette longueur en restant sur le talus, nous devons marquer les points T et Q du talus devant lesquels passent la tête et la queue du wagon à un instant *t mesuré avec les horloges du talus* (qui donnent un temps différent de celui fourni par les horloges du train d'après ce que nous venons de dire); en raison de nos précédents raisonnements sur la relativité de la simultanéité, la distance TQ mesurée sur le talus n'est pas nécessairement égale à la distance tête-queue mesurée dans le train.

En résumé : la distance entre deux points A et B, mesurés dans un référentiel R, dépend de la vitesse de ce référentiel; de même, l'intervalle de temps entre deux intervalles mesuré dans ce même référentiel dépend de la vitesse de ce référentiel.

Sortie de l'impasse.

● *Le principe de la relativité de Galilée* était lié au théorème de l'addition des vitesses; ce théorème appliqué à la lumière la faisait se propager à la vitesse $c - v$ ou à la vitesse $c + v$ selon que la Terre se déplaçait dans le sens du signal lumineux ou en sens contraire. Mais cette conséquence est en contradiction :

— avec l'expérience de Michelson, qui fournit une vitesse constante c de la lumière quel que soit le mouvement relatif du système de référence « Terre »;

— avec les conclusions des théories de Maxwell et de Lorenz sur les correspondances entre phénomènes optiques (propagation de la lumière) et phénomènes électromagnétiques (propagation des ondes hertziennes, etc.) qui posaient l'*invariance de la vitesse de la lumière dans le vide.*

Posons le problème en termes mathématiques simples; pour la mécanique classique, si la lumière parcourt une distance x à la vitesse c dans le temps t, on doit avoir :

$$c = \frac{x}{t}$$

Par rapport à un autre référentiel R', la distance parcourue devrait être x' et l'on aurait :

$$c' = \frac{x'}{t}$$

t ne changeant pas (temps absolu), x devenant x', la vitesse c donc se change en c', ce qui est en contradiction avec l'expérience de Michelson et les lois électromagnétiques.

Pour sortir de cette impasse, il faut pouvoir poser que $c = c'$, c'est-à-dire que t change en même temps que x, appelons t' la nouvelle valeur de t et nous pourrons écrire :

$$c = \frac{x}{t} = \frac{x'}{t'}.$$

L'analyse d'Einstein sur la relativité de la durée nous apparaît donc maintenant comme une conséquence de l'invariance de la vitesse de la lumière dans le vide. Mathématiquement (voir démonstration plus bas), cela revient à remplacer la variable t par un temps t', lié au référentiel en mouvement par rapport au référentiel dans lequel on a mesuré t selon la relation :

$$t' = \frac{t - \frac{v}{c^2}x}{\sqrt{1 - \frac{v^2}{c^2}}}.$$

Cette transformation, due à Fitzgerald-Lorenz, est caractéristique de la nouvelle mécanique, appelée *mécanique relativiste* par opposition à la *mécanique classique* (qui était, elle aussi, relativiste, mais qui supposait que le temps était le même pour tous les référentiels et qui admettait l'idée d'une variabilité de la vitesse de la lumière).

● *Nous reviendrons au paragraphe suivant* sur l'expression mathématique des théories d'Einstein; pour l'instant, il s'agit de faire le point des acquisitions. En acceptant également comme vraies les deux propositions :

— les lois de la nature sont invariantes pour tous les systèmes de référence en mouvement de translation rectiligne les uns par rapport aux autres;

— la vitesse de la lumière dans le vide est égale à une constante c;

on en conclut que le passage d'un système de coordonnées R à un autre R' en mouvement de translation rectiligne par rapport à lui doit se faire non pas selon les formules de Galilée (v. p. 101), mais selon les formules de Fitzgerald-Lorenz qui mettent en évidence la variation du temps avec la vitesse du référentiel. Plus simplement, on peut énoncer le principe équivalent : « Les lois générales de la nature sont invariantes relativement à la transformation de Fitzgerald-Lorenz. »

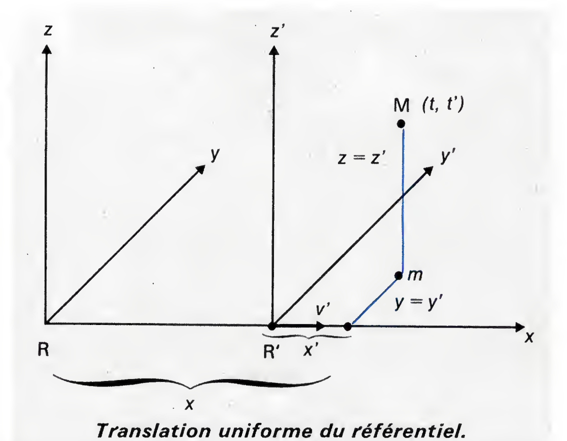
Pour le profane, cela semble une discussion sur le sexe des anges. Si la théorie de la relativité restreinte (on la qualifie de « restreinte » parce qu'elle se limite aux mouvements de translation uniforme des référentiels) donne plus de cohérence à l'ensemble de nos connaissances, il n'en reste pas moins qu'on ne voyait pas le progrès *pratique* qu'elle faisait faire aux hommes; le rapport $\frac{v}{c}$ qu'elle introduit est tellement petit à l'échelle des mouvements et des vitesses humaines que la correction apportée est négligeable (il vaut $\frac{1}{10\,000}$ si l'on considère le mouvement de la Terre dans l'espace, dont la vitesse est déjà « astronomique » : v = 30 km/s = 108 000 km/h). Nous verrons plus bas que ces conséquences ne sont plus négligeables à l'échelle du mouvement des électrons par exemple ou d'autres particules *(rayons cosmiques).*

Les formules de la relativité.

● *Transformation de Fitzgerald-Lorenz.* En appelant x, y, z, t les coordonnées spatio-temporelles d'un point dans un repère R et x', y', z', t' ses coordonnées dans un repère R' animé d'un mouvement de translation uniforme de vitesse v par rapport à R dans la direction de l'axe Ox (peu importe celui qui est « réellement » en mouvement), c désignant la vitesse de la lumière dans le vide, on a :

$$x' = \frac{x - vt}{\sqrt{1 - \beta^2}} \qquad y' = y \qquad z' = z$$

$$\text{avec} \quad \beta = \frac{v}{c} \qquad t' = \frac{t - \frac{\beta}{c}x}{\sqrt{1 - \beta^2}}$$



Translation uniforme du référentiel.

Ces formules se ramènent à celle de Galilée si l'on considère v comme négligeable devant c $\left(\frac{v}{c} \simeq 0\right)$, ce qui se produit à notre échelle humaine.

● *Relativité des distances et des durées.* Mesurons, dans le système R, la distance l et le temps t qui séparent deux événements A et B (par exemple un éclair en A, puis un éclair en B); dans le système R', on aura une nouvelle distance l' et un autre intervalle t' donnés par :

$$l' = l\sqrt{1 - \beta^2}$$
$$t' = t\sqrt{1 - \beta^2}$$

Ainsi, une règle de longueur l = 1 m, mesurée dans un système (théorique) au repos, mesure sur la Terre (où $\beta = \frac{1}{10\,000}$ et $\beta^2 = \frac{1}{100\,000\,000}$) :

$$l' = 0{,}999\,999\,96$$

c'est-à-dire 0,04 micron de moins que la règle supposée au repos; mais je ne puis m'apercevoir de ce raccourcissement, car l'appareil de mesure avec lequel je mesure ma règle se raccourcit dans les mêmes proportions. Inversement, une règle de 1 m sur la Terre et mesurée ensuite dans le système théorique au repos serait aussi raccourcie (et non pas augmentée) dans la même proportion : le système « au repos » est en mouvement relatif par rapport à la Terre. De même, une horloge marche d'autant plus lentement que sa vitesse de translation est grande (voir ci-après p. 106 le paradoxe du voyageur de Langevin).

● *Composition des vitesses.*

Soit v et v' les vitesses de translation de deux mobiles se déplaçant parallèlement et uniformément; la mécanique classique donnait la vitesse résultante :

$$w = v + v'$$

soit en mécanique relativiste :

$$w = \frac{v + v'}{1 + \frac{vv'}{c^2}}.$$

Nous avons vu que le théorème de l'addition des vitesses était la pierre d'achoppement de la mécanique classique; un exemple numérique sera ici particulièrement instructif. Supposons que notre train file à la vitesse de 20 m/s (72 km/h) et que, dans le couloir du wagon, un voyageur allume une lampe dont la lumière va se propager à l'intérieur du train à la vitesse $v' = c$ = 300 000 km/s; d'après la mécanique classique, la vitesse de ce rayon lumineux par rapport au talus devrait être :

$$w = c + 0{,}02 = 300\,000{,}02 \text{ km/s.}$$

Les expériences de type Michelson ou les lois de l'électromagnétisme montrent que ce n'est pas vrai et que $w = c$; la formule relativiste nous fait retrouver ce résultat si nous remplaçons v' par c :

$$w = \frac{0{,}02 + 300\,000}{1 + \frac{0{,}02 \times 300\,000}{(300\,000)^2}} = 300\,000 \text{ km/s.}$$

Une confirmation de la loi relativiste des vitesses se retrouve dans l'expérience célèbre réalisée par Fizeau plus d'un demi-siècle avant les théories d'Einstein (1851) : on fait circuler un liquide à la vitesse v dans un tuyau et l'on mesure la vitesse de propagation c' de la lumière dans ce liquide (c' est différent de c car nous ne sommes pas dans le vide); en appelant n l'indice de réfraction du liquide, Fizeau établit la relation qui donne la vitesse w de la lumière par rapport au tuyau supposé immobile :

$$w = c' + v\left(1 - \frac{1}{n^2}\right)$$

alors que la mécanique classique exigeait $w = c' + v$, ce que ne vérifiait pas l'expérience.

La relation de Fizeau, en accord avec l'expérience, peut se déduire de la formule relativiste en considérant $\frac{vc'}{c^2}$ comme très négligeable par rapport à 1.

● *L'espace à quatre dimensions de Minkowski.*

Supposons qu'en un point A il se produise, à l'instant zéro, un événement donné (par exemple l'émission d'un signal lumineux) et qu'à l'instant t il se produise en un autre point B un autre événement; nous appellerons l la longueur AB et nous dirons qu'elle représente la *distance spatiale* entre les deux événements; t sera leur *distance dans le temps,* nous parlerons du couple de points-événements (AB). D'après ce qui a été dit, t et l dépendent du référentiel R; dans un autre système R'_3, on aurait deux autres « distances » t' et l'; des formules de Fitzgerald-Lorenz on tire facilement :

$$c^2t^2 - l^2 = c^2t'^2 - l'^2$$

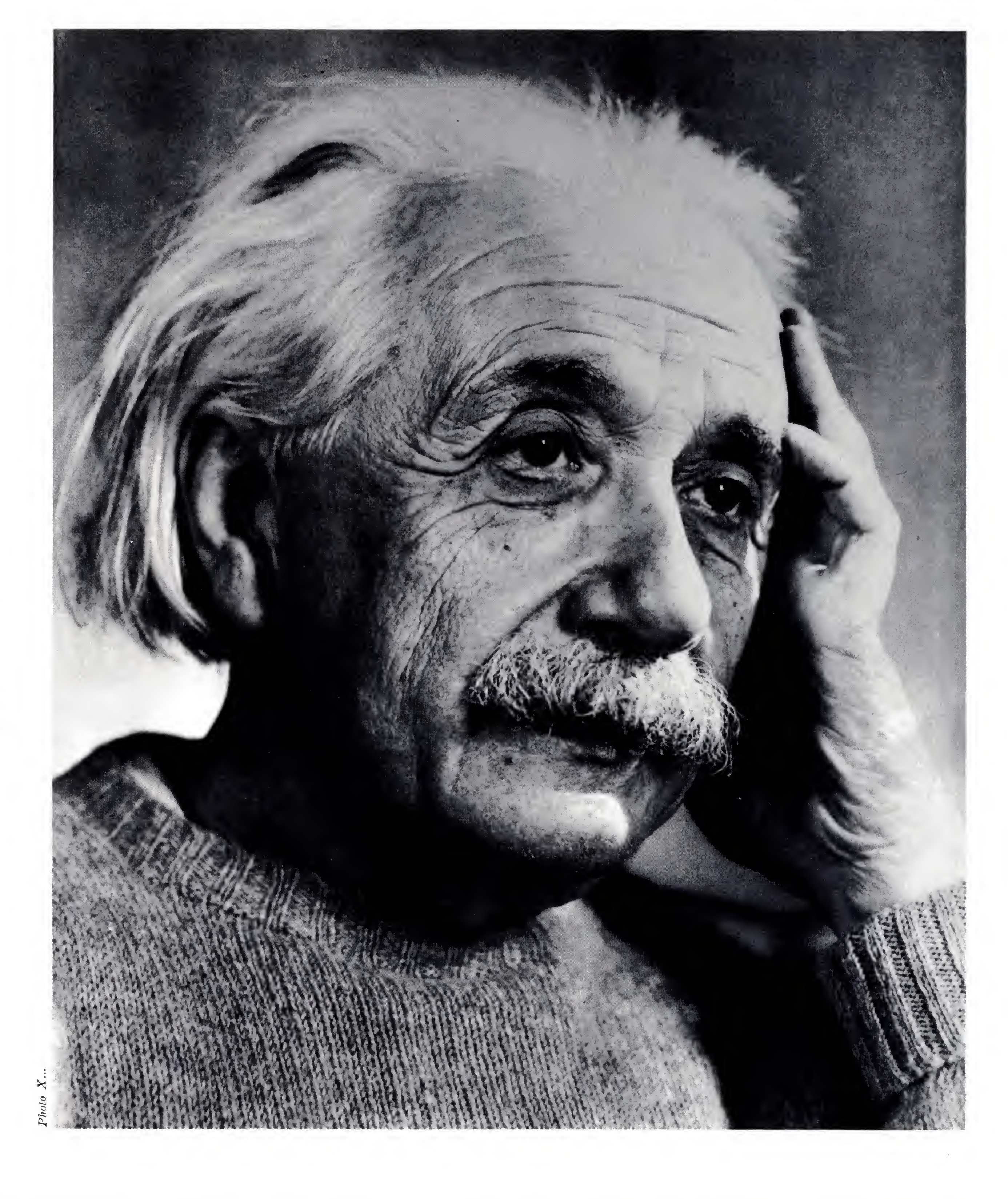
ce qui montre que la quantité :

$$s^2 = c^2t^2 - l^2$$

est constante pour un couple (AB) donné, quel que soit le référentiel. La grandeur s s'appelle l'intervalle entre les deux points-événements; son caractère « absolu » est remarquable.

Le savant lituanien Hermann Minkowski (1864-1909) a décrit la géométrie de l'univers dans lequel s^2 reste constant. Il suffit d'appeler x_1, x_2, x_3 les composantes du vecteur $\overrightarrow{AB}$ selon les axes Ox, Oy et Oz et de poser :

$$x_4 = i\,c\,t \quad (i^2 = -1).$$



Albert Einstein est sans doute, et à juste titre, l'homme de science le plus célèbre du XXe siècle : la théorie de la relativité a bouleversé notre vision du monde. Cependant, la valeur de ses découvertes fut longtemps discutée ; ses premiers travaux parurent en 1901-1902, et ce n'est qu'en 1921 qu'il obtint le prix Nobel ; de nos jours encore, certains physiciens et astronomes émettent des doutes sur la possibilité de vérifier les conclusions einsteiniennes. De fait, jusqu'en 1960, on ne connaissait aucune vérification terrestre de l'effet Einstein. C'est à cette date que Pound et Rebka, à Harvard, ont pu le justifier expérimentalement avec une précision de l'ordre de 10^{-15}.

Photo X...

En géométrie « ordinaire » (euclidienne à trois dimensions), on aurait :

$$x_1^2 = x_2^2 + x_3^2 = C^{te}$$

quel que soit le système de référence. En géométrie de Minkowski, on a :

$$x_1^2 + x_2^2 + x_3^2 + x_4^2 = C^{te}.$$

Cette constante n'est autre que le carré de l'*intervalle* entre les deux points-événements A et B.

Les conséquences de la relativité restreinte.

Une autre vision de l'univers.

La relativité a bouleversé l'idée qu'on se faisait du monde ; sans parler des conséquences expérimentales examinées plus loin, retenons pour l'instant ces premières conclusions :

- *Il n'y a pas d' « éther »* ou, tout au moins, l'hypothèse d'un *éther* immobile n'a aucune raison d'être évoquée. Certes, peut-être la Terre se meut par rapport aux étoiles, et celles-ci par rapport à d'autres astres encore, mais le monde peut se décrire sans référence à un espace absolu.

- *La masse d'un corps varie selon sa vitesse* (alors que, d'après le principe fondamental de Newton, la masse était une constante). La relation qui donne la masse m_v d'un corps animé d'une vitesse v en fonction de la masse de ce corps supposé immobile m_o est :

$$m_v = \frac{m_o}{\sqrt{1 - \beta^2}} \qquad \text{avec : } \beta = \frac{v}{c}$$

Cette augmentation de la masse avec la vitesse n'est pas observable à notre échelle, car β^2 est négligeable par rapport à 1.

Remarque : la masse m_v dont il vient d'être question s'appelle aussi la *masse maupertuisienne électromagnétique ;* c'est elle qui caractérise un corps du point de vue de son *inertie,* c'est-à-dire de sa résistance à une impulsion. On définit en dynamique deux autres « masses » ; l'une que nous appellerons m_1 caractérise un corps du point de vue de sa résistance à un changement de vitesse, c'est la *masse longitudinale :*

$$m_1 = \frac{m_o}{(1 - \beta^2)\sqrt{1 - \beta^2}}$$

l'autre est la *masse cinétique* m_2 qui intervient dans la relation :

$$E_c = \tfrac{1}{2} m_2 v^2$$

elle s'exprime en dynamisme relativiste par :

$$m_2 = \frac{2\,m_o}{\beta^2}\left(\frac{1}{\sqrt{1 - \beta^2}} - 1\right).$$

L'énergie cinétique E_c d'un corps de masse au repos m_o et de masse maupertuisienne m_v peut s'écrire directement, par comparaison des deux dernières formules :

$$E_c = (m_v - m_o)\,c^2.$$

Quand nous ne précisons pas de quelle masse il s'agit, cela signifie qu'il est question de m_v.

● *Toute masse est un réservoir d'énergie;* une masse au repos, m_o, représente l'énergie :

$$W = m_o c^2$$

et inversement, toute énergie W possède une masse :

$$m_o = \frac{W}{c^2}$$

tandis qu'un corps en mouvement représente l'énergie :

$$W = \frac{m_o c^2}{\sqrt{1 - \beta^2}}.$$

● *Changement de couleur des raies spectrales.* Nous avons déjà parlé (v. p. 000) du *décalage vers le rouge* du spectre des galaxies; nous sommes maintenant à même d'expliquer le phénomène. Soit un atome qui émet, au repos, une lumière de longueur d'onde λ ; s'il se déplace par rapport à un observateur, avec une *vitesse radiale* v_r (la vitesse radiale d'un mobile est sa vitesse selon la ligne de visée observateur-mobile), cette longueur d'onde devient pour l'observateur :

$$\lambda + \lambda \frac{V_r}{c}. \quad \text{ou} \quad \lambda - \lambda \frac{V_r}{c}.$$

suivant que l'atome s'éloigne ou se rapproche de l'observateur.

La quantité $\Delta\lambda = \lambda \frac{V_r}{c}$

mesure le *décalage* du spectre de l'atome considéré; dans le premier cas (augmentation de λ), la raie spectrale se déplace vers le rouge, dans le second cas elle s'en éloigne. Cet effet classique est l'effet Doppler-Fizeau. La vitesse radiale v_r est une « partie » — une composante — de la vitesse globale v de l'atome ou des atomes étudiés; la relativité montre que la formule donnant l'importance du décalage $\Delta\lambda$ doit être (formule de Doppler-Fizeau relativiste) :

$$\frac{\lambda + \Delta\lambda}{\lambda} = \frac{1 + \frac{V_r}{c}}{\sqrt{1 - \beta^2}}$$

c'est-à-dire qu'en cas d'éloignement de l'atome par rapport à l'observateur le spectre doit être encore plus décalé vers le rouge qu'avec l'effet Doppler-Fizeau classique. Bien entendu, ce *rougissement* du spectre n'est observable que si v est très grand; c'est ce qui se passe pour des galaxies qui s'éloignent de nous à des vitesses énormes (v. p. 83 et 86).

● *La vitesse de la lumière est une vitesse limite.* Si v était égal à c, on aurait $\frac{v}{c} = 1$ et $\sqrt{1 - \beta^2} = 0$; les formules de Lorenz n'auraient plus de sens (dénominateur nul). La matière ne peut donc dépasser une vitesse égale ou supérieure à celle de la lumière qui est, rappelons-le encore, égale à 299 794 km/s à quelques kilomètres près.

L'expérience de la relativité.

Les effets de la relativité ne sont sensibles que pour des vitesses très grandes, de l'ordre de 150 000 km/s au minimum, et il faut bien dire que vers 1905 on avait surtout des raisons théoriques de « croire » en la nouvelle mécanique. C'est l'étude des diverses particules matérielles (électrons, corpuscules α, etc.) qui fournit progressivement les preuves expérimentales dont on avait besoin ; l'observation astronomique des galaxies, la découverte des rayons cosmiques, etc., vinrent confirmer peu à peu les thèses d'Einstein.

● *Variation de la masse.* Si l'on place dans un tube à vide très poussé un petit filament électrique relié à la borne négative d'un générateur (une *cathode*) et qu'on chauffe cette cathode, elle émet des électrons qui peuvent être reçus sur une *anode* (plaque positive); ces électrons forment un faisceau de *rayons cathodiques.* En augmentant la différence de potentiel entre les deux bornes du tube, on accélère les électrons; à 100 000 volts, leur vitesse est de 165 000 km/s, à 200 000 volts de 210 000 km/s par exemple; ces vitesses valent respectivement 0,55 c et 0,7 c; le rapport β vaut alors 0,53 et 0,7 tandis que β^2 vaut 0,28 et 0,49. En portant dans la formule qui donne la masse, on trouve :

$$m_v = \frac{m_o}{\sqrt{1 - 0{,}28}} \quad \text{et} \quad m_v = \frac{m_o}{\sqrt{1 - 0{,}49}}.$$

Le lecteur constatera aisément que les masses de ces électrons accélérés ont augmenté respectivement de 15 % et de 40 % environ : les lois de la mécanique classique ne pourront plus convenir (expérience de Guye et de Nacken). bien plus : on peut *photographier* la relativité dans une chambre de Wilson (appareil permettant de photographier des trajectoires d'électrons); si deux électrons « lents » se heurtent, ils vont s'écarter à angle droit, leurs masses étant égales; mais si un électron « rapide » heurte un électron « lent », comme le premier a une masse augmentée selon la loi

$\frac{m_o}{\sqrt{1 - \beta^2}}$, l'angle des deux trajectoires après le choc

sera aigu. De tels angles sont inexplicables du point de vue de la mécanique classique.

● *L'énergie est massive.* Un corps qui émet de l'énergie, par exemple un filament incandescent qui rayonne de la lumière et de la chaleur, émet cette énergie aux dépens de sa masse; ainsi le Soleil transforme à chaque seconde 4 millions de tonnes de matière en énergie radiante (cycle de Bethe, v. p. 55). Nous avons vu plus haut qu'à l'énergie émise W correspondait une masse :

$$\frac{W}{c^2}$$

Or c^2 est très grand (9×10^{16}, si c est mesuré en mètres par seconde) et cette variation de masse est donc insensible à notre échelle. Dans certains cas cependant, on peut transformer une partie appréciable de la masse d'un corps en énergie et cela en un très court instant (bombe atomique !). La physique nucléaire a fait des progrès tels depuis la découverte de la radioactivité naturelle à la fin du siècle dernier qu'on peut maintenant, par des moyens techniques divers, transformer la matière en énergie (énergie de fission et énergie thermonucléaire de fusion) : la relativité permet d'établir avec une très haute précision les *bilans énergétiques* de ces réactions (H. Bethe, prix Nobel de physique en 1967, a montré dès 1937 comment les principes de la physique einsteinienne s'appliquaient aux réactions nucléaires).

● *Les rayons cosmiques.* On appelle ainsi un flux de particules en provenance d'espaces extra-terrestres composé en particulier de *mésons,* particules intermédiaires, par leur masse, entre le proton et l'électron ; en prenant cette dernière particule comme unité de masse, on a approximativement :

électron	$m = 1$
méson μ ou *méson cosmique*	$m = 200$
méson μ ou *méson théorique*	$m = 300$
proton	$m = 1840$

Les mésons μ (lire : « mésons *mu* ») sont très pénétrants; ils peuvent traverser des plaques de plomb de 1 m d'épaisseur. Mais leur vie est très courte : en emprisonnant des mésons dans une masse métallique et en les immobilisant, on peut mesurer leur durée de vie. Les physiciens ont ainsi calculé qu'un méson μ au repos vivait 2,3 millionièmes de seconde environ ($2{,}3 \times 10^{-6}$ s) ; ils meurent en se désintégrant selon la relation :

$$\text{méson } \mu \rightarrow \text{électron} + 2 \text{ neutrinos.}$$

Ces mésons μ, qui constituent 75 % du rayonnement cosmique au niveau de la mer, se déplacent à des vitesses qui sont très proches de celle de la lumière. Si même ils se déplaçaient à 300 000 km/s, ils parcourraient pendant leur « vie moyenne », selon les lois de la mécanique classique :

$$300\,000 \times 2{,}3 \times 10^{-6} = 0{,}69 \text{ km.}$$

Autrement dit, un méson cosmique qui naîtrait à 15 km d'altitude ne pourrait parcourir que six ou sept cents mètres dans l'hypothèse la plus favorable. En revanche, si nous appliquons la formule de la relativité en appelant τ (c'est la lettre grecque « tau ») sa vie moyenne à la vitesse v et τ_0 sa vie moyenne au repos (c'est-à-dire $2{,}3 \times 10^{-6}$ s), on aura :

$$\tau = \frac{\tau_0}{\sqrt{1 - \beta^2}}$$

comme la vitesse d'un méson est de l'ordre de 298 000 km/s, le terme $\beta^2 = \frac{v^2}{c^2}$ est voisin de 1, $\sqrt{1 - \beta^2}$ est voisin de $\frac{1}{100}$ et l'on a finalement :

$$\tau = 100\,\tau_0.$$

En d'autres termes, un méson μ vit 100 fois plus longtemps quand il se déplace à la vitesse de 298 000 km/s que lorsqu'il reste immobile; dès lors il aura « le temps » de parcourir une distance 100 fois plus grande que ne le prévoyait la mécanique classique, soit environ 60 km !

Une question vient donc sans doute à l'esprit du lecteur ; un corps humain, en définitive, n'est donc qu'un assemblage d'électrons, de protons, etc. ; la « vie moyenne » d'un corps humain est de 60 ans ; qu'adviendrait-il si un être humain était lancé dans l'espace à la vitesse d'un méson μ ? A peu près la même chose qu'à un méson, comme l'a démontré P. Langevin en imaginant qu'un voyageur quittait la Terre avec une vitesse légèrement inférieure à c :

$$v = c - \frac{c}{20\,000}$$

qu'il « voyageait » pendant un an et revenait sur Terre; le temps de l'aller et retour, mesuré aux horloges de son engin spatial aurait donc été de 2 heures. Mais, pendant ce « temps », il se serait écoulé 2 siècles sur la Terre : le *voyageur de Langevin* n'aurait ainsi pratiquement pas « vieilli » physiquement, les molécules, les électrons, etc., qui constituent son corps se seraient comportés comme les mésons μ.

Ce qui est remarquable, c'est que le travail théorique de Langevin — qui a suscité à son époque de nombreuses critiques — a été confirmé *expérimentalement* par l'aventure des mésons cosmiques qui sont donc, réellement, des voyageurs de Langevin. Si nos lecteurs ne craignent pas trop les exposés abstraits, ils trouveront dans le paragraphe suivant une description détaillée de ce voyage qui semble, *a priori,* être du domaine de la *science-fiction.*

Le voyageur de Langevin.

● *Un voyage-éclair.* Supposons qu'un vaisseau spatial très perfectionné puisse emmener un cosmonaute sur la Lune en 2 secondes; c'est évidemment très improbable dans l'état actuel de nos moyens techniques, mais ce n'est pas, à strictement parler, impossible. Admettons que la distance parcourue soit de 360 000 km (nous choisissons ce nombre pour simplifier les calculs; on sait en fait que la distance moyenne Terre-Lune vaut 384 000 km) ; la vitesse de ce voyageur aura été :

$$v = \frac{360\,000}{2} = 180\,000 \text{ km/s}$$

soit très sensiblement les 3/5 de la vitesse c de la lumière ; nous avons donc :

$$\beta = \frac{v}{c} = \frac{3}{5}, \ \beta^2 = \frac{9}{25} \text{ et } \sqrt{1 - \beta^2} = \frac{4}{5}.$$

Nous admettons encore, toujours pour simplifier le problème, que le cosmonaute quitte la zone d'attraction terrestre suffisamment rapidement pour qu'on puisse négliger le temps de la phase de démarrage ; de la même façon, nous négligerons l'*alunissage.* D'autre part, arrivé sur la Lune, le cosmonaute sautera dans un autre vaisseau spatial qui le ramènera sur la Terre; nous conviendrons aussi, pour simplifier nos calculs, de négliger les temps « perdus ». Une horloge parfaitement réglée est placée dans l'engin spatial, elle marque les secondes; au départ de la Terre il est 0 s, à l'arrivée sur la Lune il est 2 s, au retour sur Terre il est 4 s à cette horloge. L'aller et retour du voyageur a duré au total 4 s à sa montre, et si son cœur bat au rythme de 60 battements par minute, on pourra enregistrer pour la durée de ce voyage-éclair quatre battements cardiaques.

Que se passe-t-il, pendant ce temps, sur la Terre? Au point de départ de la fusée, une horloge marque 0 s au moment du départ; pendant l'absence du cosmonaute, elle a fonctionné *plus rapidement* que l'horloge placée dans le vaisseau spatial. Si l'on appelle t le temps mesuré sur Terre et t' le temps mesuré à bord de l'engin dont la vitesse est $\frac{3}{5}$ c, d'après la théorie de la relativité on doit avoir

$$t = \frac{t'}{\sqrt{1 - \beta^2}} = \frac{t'}{\frac{4}{5}} = \frac{5}{4}\,t'$$

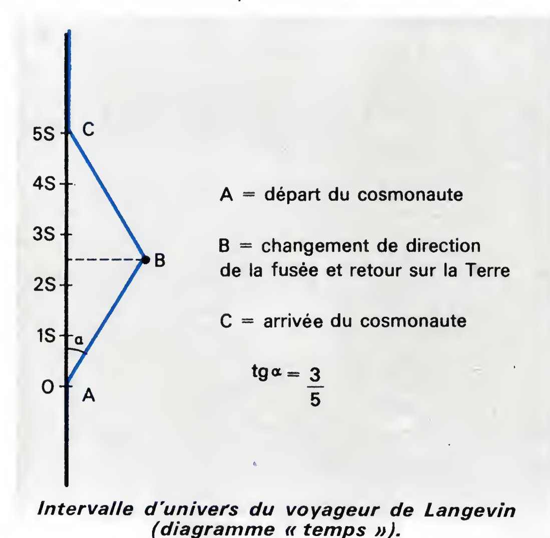
soit :

$$t = \frac{5 \times 4}{4} = 5$$

L'horloge terrestre marquera donc 5 secondes au retour du cosmonaute; si le cœur de l'observateur terrestre bat lui aussi à 60 battements par minute, il aura battu 5 fois (au lieu de 4 pour le voyageur) ; autrement dit l'observateur a *vieilli* par rapport au cosmonaute.

● *Commentaire.* Une remarque complémentaire s'impose. Nous avons toujours affirmé que les mouvements étaient *réversibles,* c'est-à-dire que rien n'interdisait de supposer la fusée immobile et le laboratoire terrestre en mouvement à la vitesse $\frac{3}{5}$ c par rapport à la fusée : si le principe de réversibilité s'appliquait à notre exemple, on serait conduit à dire que, réciproquement, le cosmonaute vieillit plus vite que le témoin terrestre. Mais le principe de réversibilité ne s'applique que si les deux mouvements sont *uniformes ;* or le voyage du cosmonaute n'est pas toujours uniforme : le

lancement à l'aller, le lancement de la Lune au retour sont des phases d'*accélération*; nous les avons supposées infiniment brèves par rapport aux durées des phases *uniformes*, mais elles jouent quand même un rôle important qui n'a pas son correspondant sur la Terre. En fait, l'intervention des accélérations correspond à un changement de direction dans l'espace-temps. Géométriquement, on peut représenter le phénomène de la façon suivante : l'axe des temps pour un observateur terrestre est une droite sur laquelle on a placé les repères 0, 1, 2, 3, ...; convenons de prendre une grandeur comme représentative d'une durée unité (1 seconde). Tout corps en mouvement de translation uniforme est lié à un axe du temps parallèle à celui-ci; si le corps prend un mouvement accéléré, son axe des temps sera plus ou moins incliné sur l'axe précédent.



Intervalle d'univers du voyageur de Langevin (diagramme « temps »).

Le *chemin d'univers* de l'observateur terrestre est représenté par le segment OC, alors que le *chemin d'univers* du voyageur de Langevin est figuré par la ligne brisée ABC; il apparaît clairement que ces deux *chemins* ne sont pas égaux.

Là s'arrête d'ailleurs notre comparaison géométrique; les distances temporelles de l'univers d'Einstein-Minkowski ne se mesurent pas selon les mêmes règles que les distances spatiales en géométrie ordinaire (euclidienne), et le lecteur commettrait une erreur s'il passait de l'affirmation euclidienne : « la ligne brisée ABC est plus longue que le segment de droite AC » à l'affirmation : « la durée selon ABC est plus longue que la durée selon AC »; en géométrie relativiste, le parcours temporel ABC est plus bref que le parcours AC.

Une remarque sur la succession des événements dans l'espace-temps.

Revenons une dernière fois sur l'espace-temps : nous avons vu que ce qui était constant dans cet univers à quatre dimensions, c'était non pas la longueur d'un segment AB ou la durée qui sépare deux événements se produisant en A et B, mais leur *intervalle* :

$$s^2 = c^2t^2 - l^2.$$

Deux cas peuvent se présenter :

• *Premier cas* : l'intervalle est positif, c'est-à-dire que l'on a :

$$ct > l \quad \text{soit} \quad t > \frac{l}{c}.$$

Il doit en être de même dans tous les référentiels, pour tous les couples de valeurs (t', l') prises par les variables dans les différents systèmes; si l'on choisit un système dans lequel $l = 0$, la durée t correspondante est alors minimale. On dit que (AB) est un *couple dans le temps*, la succession de ces deux événements étant toujours : *A puis B*. C'est ce qui se produit à notre échelle humaine. La plus grande distance entre deux points, sur la Terre, est d'environ 20 000 km (par exemple, schématiquement, entre le pôle Nord et le pôle Sud); si deux événements se produisent à plus de $\frac{1}{15}$ de seconde de différence (au pôle Nord *puis* au pôle Sud), on est dans le cas

$$ct > l \quad \left(\frac{l}{c} = \frac{1}{15}\right)$$

Pour tout observateur terrestre, l'événement se produira d'abord au pôle Nord, puis au pôle Sud. Cette succession invariable a habitué les hommes à considérer le temps comme un absolu.

• *Deuxième cas* : si l'intervalle est négatif, on a alors :

$$ct < l$$

autrement dit, l'espace parcouru par la lumière pendant le temps t est toujours inférieur à la distance l entre A et B. Cette distance ne peut jamais être nulle ($c\,t$ est une grandeur physique concrète, elle ne peut être inférieure à zéro), A et B sont donc toujours séparés par une distance spatiale, ils forment un *couple dans l'espace*. Par contre, leur ordre de succession dépend du système de référence; on pourra avoir, selon les cas, l'événement A avant ou après l'événement B. Si, pour un référentiel donné, $t = 0$, la distance AB sera minimale et ils sembleront, dans ce système, simultanés.

La relativité générale.

De la relativité restreinte à la relativité générale.

Ce que nous venons d'exposer précédemment peut se résumer de la sorte : tous les systèmes de référence en mouvements rectilignes et uniformes les uns par rapport aux autres sont équivalents pour la description et l'énoncé des lois de la nature; ou encore : aucune expérience mécanique ou optique ne peut mettre en évidence le mouvement de translation uniforme d'un référentiel. C'est pourquoi le voyageur assis dans un wagon animé d'un tel mouvement peut aussi bien supposer qu'il est immobile et que le talus extérieur qui longe la voie se déplace dans le sens contraire du mouvement du train; si le wagon glisse ou roule sans bruit et sans secousses, si le voyageur n'a pas la possibilité d'en sortir, il ne peut en aucune façon mettre en évidence le mouvement du train. Mais si le train se met brusquement à accélérer, il va se produire, à l'intérieur même du wagon, des effets mécaniques de cette force d'accélération : en particulier, le voyageur va être collé à son siège (nous supposons qu'il est assis dans le sens de la marche du train) et il va pouvoir dire, au nom de cette expérience, que le train est en mouvement par rapport au talus.

Dès lors, il semble normal de *restreindre*, comme nous l'avons fait jusqu'ici, le principe de relativité au seul mouvement de translation uniforme. Cependant Einstein a tenté de *généraliser* le principe de relativité en posant le *principe de relativité générale* :

> *Tous les corps de référence, quel que soit leur état de mouvement, sont équivalents pour la description de la nature (formulation des lois générales de la nature).*

Ce principe est en opposition avec l'expérience du voyageur collé à son siège par une accélération brutale; Einstein fut conduit à le poser pour deux motifs.

— *Un motif de « bon sens »* : si les lois de la nature étaient différentes pour des référentiels animés de mouvements autres que la translation uniforme (par exemple pour des mouvements de rotation), il y aurait donc place, dans la nature, pour deux sortes d'observateurs : ceux pour qui les lois ne changent jamais, et ceux pour qui les lois changent en fonction du mouvement. « Aucun homme qui pense logiquement, écrit Einstein, ne peut se contenter de cet état de chose. »

— *Un motif physique* : l'analyse de la gravitation et de la notion de *masse inerte* conduit à poser le principe de relativité générale que nous venons d'énoncer. Précisons, dès maintenant, que cet énoncé est provisoire : nous le retrouverons plus loin, sous une forme plus abstraite.

La gravitation.

• *La notion de champ de forces.* Il nous faut ici anticiper sur les explications qui seront données en mécanique. Prenons un corps matériel qui nous servira de corps-unité, par exemple une petite boule métallique; examinons comment elle se comporte dans certaines circonstances physiques :

1 — Lâchée sans vitesse initiale, dans le vide, à une certaine hauteur, elle tombe verticalement (selon le fil à plomb) sur le sol.

2 — Placée, à une certaine distance d'un aimant, elle peut être attirée ou repoussée par lui.

3 — Chargée d'électricité positive par un procédé quelconque, et placée dans le voisinage d'une plaque cathodique (c'est-à-dire d'une plaque chargée d'électricité négative), elle est attirée par cette plaque.

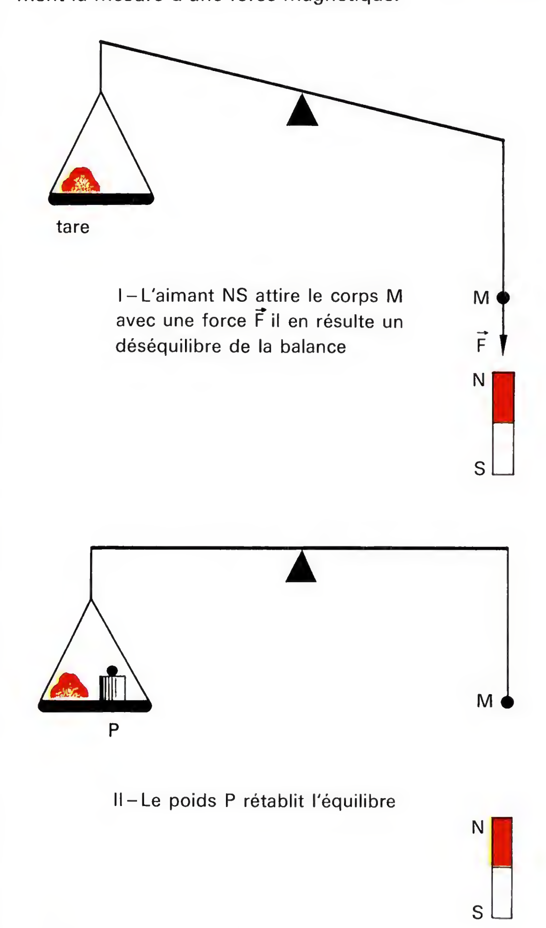
4 — Immobile sur un plan horizontal, si on lui communique une impulsion, comme à une boule de billard, elle se met en mouvement.

Laissons pour l'instant de côté l'expérience n° 4. Dans les trois premiers cas le mouvement de la boule exige la présence, dans son voisinage, d'un autre corps dont nous disons qu'il l'*attire* ou la *repousse*; il serait plus rigoureux de dire : la présence de ce corps produit dans l'espace qui l'environne une modification que nous appelons conventionnellement :

— champ de gravitation pour la Terre;
— champ magnétique pour l'aimant;
— champ électrique pour la plaque cathodique.

Tout se passe comme si les trois objets exerçaient à distance sur la boule une force (d'attraction ou de répulsion); mais il est évident que c'est là une manière de parler et non pas une réalité physique : il n'y a pas, au centre de la Terre, une puissance magique, un « dieu pesanteur » qui y attire tous les corps!

L'expérience nous montre que la boule, dans un champ de forces constant, prend un mouvement uniformément accéléré (c'est-à-dire un mouvement dont la vitesse change à chaque instant d'une même valeur); la force qui agit sur la boule peut être mise en évidence à l'aide d'une balance : la figure suivante illustre schématiquement la mesure d'une force magnétique.



Le poids P mesure l'action du champ magnétique sur la boule B.

Prenons maintenant un corps quelconque, par exemple une très grosse boule, et plaçons-la dans les mêmes conditions que la boule-unité; elle va se mettre aussi en mouvement et nous mesurerons l'intensité de la force qui agit sur elle par un procédé quelconque. Supposons que, comparée à la force agissant sur la boule-unité, nous trouvions que cette force soit quinze fois plus grande dans le champ de gravitation, cinquante fois plus grande dans le champ magnétique et cent fois plus grande dans le champ électrique (ces nombres sont fantaisistes, bien entendu); nous dirons que le corps étudié est caractérisé, avec notre convention de la boule-unité ou, comme disent les physiciens, dans notre *système d'unités*, par :

— le coefficient 15 du point de vue de la gravitation;

— le coefficient 50 du point de vue du champ magnétique;

— le coefficient 100 du point de vue du champ électrique.

Ces coefficients sont souvent appelés des *masses (le lecteur est prié d'oublier ici ses habitudes courantes de langage).*

• *La masse de gravitation.* Négligeons pour l'instant la masse magnétique et la masse électrique (on dit plutôt : la *charge* électrique) de notre grosse boule pour n'étudier que sa *masse de gravitation* ou *masse pesante*.

Placée dans le champ de gravitation terrestre, elle est soumise à une force de gravitation qu'on appelle son *poids* ou sa *pesanteur;* ce poids est quinze fois plus grand que le poids de la boule-unité en un lieu donné (il est nécessaire de préciser les conditions locales de l'expérience : si l'on s'éloignait de la Terre, par exemple en s'élevant dans les airs, le poids diminuerait). Nous pouvons donc dresser un petit tableau :

objets étudiés	grandeurs mécaniques étudiées	
	masse pesante	poids = force de gravitation
boule-unité (par convention)	1	1
grosse boule (par expérience)	15	15

On constate que, dans le système d'unités choisi par notre convention initiale, le poids et la masse pesante sont représentés par les mêmes nombres; mais si l'on avait choisi de poser :

poids de la boule-unité = 2,4 unités de poids

parce que cela nous aurait été commode pour une autre partie de la physique, on aurait :

poids de la grosse boule = 15 × 2,4 = 36 unités de poids.

Ne confondons donc pas la *masse pesante* et la *pesanteur,* ce sont deux notions très différentes.

La masse pesante possède une propriété remarquable qui la distingue des autres coefficients du même genre (masse magnétique et charge électrique) : elle ne dépend pas de l'état physique ou de la substance du corps considéré. Une boule de bois ou une boule de fer ont le même comportement dans un champ de gravitation, alors qu'elles auraient un comportement tout à fait différent dans un champ magnétique ou dans un champ électrique. Cela nous conduit à examiner le destin de nos boules lorsqu'on les met en mouvement, par une impulsion initiale, c'est-à-dire lorsqu'on les fait sortir de leur *inertie.*

• *La masse d'inertie.* Si, à impulsions égales, la grosse boule se meut *X* fois plus vite que la boule-unité lors de la quatrième circonstance envisagée plus haut, nous dirons qu'elle a un coefficient (ou une *masse* d'inertie) *X* fois plus grand que la boule-unité. Or l'expérience montre que le nombre qui dans un système d'unités donné caractérise la *masse d'inertie* est le même que celui qui caractérise la masse pesante ; notre « grosse boule » de tout à l'heure a donc une masse d'inertie égale à 15 Cette égalité est surprenante, car rien, *a priori,* ne devrait nous faire penser que la propriété que possède un corps de se mouvoir sous l'effet d'une impulsion est la même que celle qui fait que ce corps soit sensible à un champ de gravitation ; si nous considérons les deux équations :

Force qui produit un mouvement = coefficient d'inertie (masse d'inertie) × accélération du mouvement (γ) ;
Force de gravitation (pesanteur) = coefficient de gravitation = masse pesante × accélération due à la gravitation (g) ;

nous devons écrire :

coefficient d'inertie = coefficient de gravitation

alors que nous ne pourrons jamais écrire :

coefficient d'inertie = coefficient magnétique

(nous employons à dessein le terme *coefficient* pour éviter l'ambiguïté du mot *masse*). L'égalité de la *masse pesante* et de la *masse inerte* a été vérifiée avec une précision qui dépasse la septième décimale, notamment par Eötvös au début du XX[e] siècle. L'interprétation de cette égalité se rattache au postulat de la relativité générale; elle supprime en particulier les difficultés signalées à propos de l'expérience du voyageur collé par une accélération brutale à son siège. Nous laissons Einstein conclure cette analyse :

> *Jusqu'à présent la mécanique a, il est vrai, enregistré cet énoncé, mais elle ne l'a pas interprété. On ne peut arriver à une interprétation satisfaisante qu'en reconnaissant ce fait : la même qualité d'un corps se manifeste, suivant les circonstances, « comme inertie » ou « comme poids ».*
>
> (op. cit.)

Relativité générale et gravitation.

• *Légitimité du postulat de la relativité générale.* Puisque tout corps placé dans un champ de gravitation constant prend un mouvement uniformément accéléré, on peut inversement poser que tout corps animé d'un mouvement uniformément accéléré se comporte comme s'il était au repos ddans un champ de gravitation. Soit donc un référentiel galiléen (auquel s'applique par conséquent le principe de la relativité restreinte); nous avons dit et redit que rien ne pouvait mettre en évidence son mouvement; s'il est brusquement animé d'un mouvement uniformément accéléré, c'est-à-dire s'il cesse d'être galiléen, un observateur qui ne peut sortir du système dira qu'il se trouve placé dans un champ de gravitation. Einstein prenait l'exemple d'un ascenseur imaginaire servant de système de référence à un observateur; si ce « laboratoire » est galiléen, il ne s'y manifeste aucune pesanteur et l'observateur devra se fixer au sol par des ficelles pour ne pas s'envoler vers le plafond de l'ascenseur. Mais si l'on communique de l'extérieur — sans que l'observateur en soit averti — au référentiel un mouvement uniformément accéléré, cette accélération est transmise à notre homme par l'intermédiaire du plancher de l'ascenseur sous forme de contre-pression amortie par les muscles de ses jambes : il ne s'envolera plus au plafond. S'il abandonne un objet, celui-ci — au lieu de flotter comme cela se serait passé dans les conditions galiléennes — tombera sur le plancher du laboratoire selon une loi analogue à une loi de la chute des corps. Notre observateur pourra donc dire : je me trouve placé, avec tous les appareils de mon laboratoire, dans un champ de gravitation; les lois de la nature établies selon un référentiel galiléen doivent être modifiées par l'intervention, dans toutes mes équations, d'un facteur de gravitation, le facteur G.

Pour reprendre l'expérience du voyageur, placé dans un wagon animé d'un mouvement de translation uniforme et soumis, brutalement, à une accélération (ou un freinage), ses réflexions peuvent être présentées comme suit :

Mouvement du wagon	Réflexions du voyageur	Traduction en termes scientifiques de ces réflexions
Le wagon est animé d'un mouvement de translation uniforme.	Je suis dans un référentiel au repos.	Tous les référentiels animés d'un mouvement de translation uniforme sont équivalents. $G = 0$.
Le wagon est animé d'un mouvement uniformément accéléré.	Je suis au repos dans un champ de gravitation G.	Tous les référentiels sont équivalents si l'on introduit le facteur $G \neq 0$.

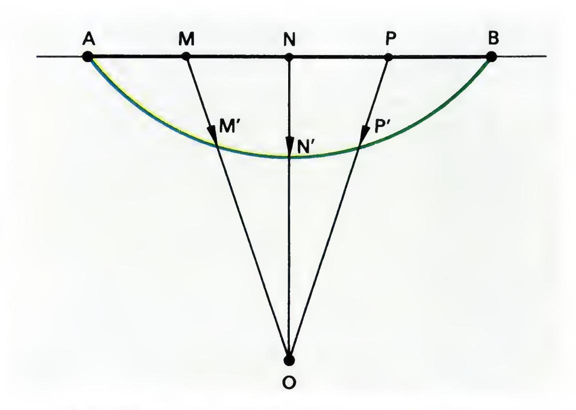
• *Les lois de la gravitation.*

Soit L une loi de la nature exprimée par rapport à un système galiléen ; l'intervention du facteur G en fait une loi L' dans un référentiel R' où règne un champ de gravitation. Le postulat de la relativité générale affirme que L' doit conserver sa forme quel que soit le référentiel choisi (cette condition s'appelle la *condition de covariance*), donc que la loi générale de gravitation, dont le facteur G est un cas particulier, répond à certaines conditions que nous aborderons plus bas. Pour trouver cette loi générale de la gravitation, il faut procéder de la façon suivante :

— établir la loi L dans un système galiléen ;
— faire le changement de coordonnées transformant L en L', le nouveau référentiel étant animé d'un mouvement uniformément accéléré par rapport au référentiel galiléen (nous verrons au paragraphe *e* que ce changement de coordonnées exige un traitement mathématique spécial) ;
— les formules de transformation conduiront alors à la loi générale de la gravitation ;
— de cette loi on pourra redescendre aux lois « particulières » de la gravitation, c'est-à-dire aux valeurs particulières du facteur G ; on retrouvera notamment les lois de Newton sur l'attraction universelle.

Premières conséquences du principe de la relativité générale.

• *Le mouvement rectiligne devient curviligne.* Que se passe-t-il lorsqu'on passe d'un référentiel galiléen à un référentiel non galiléen, animé d'un mouvement uniformément accéléré? Les lois de la nature sont simplement transformées par l'introduction d'un facteur G, ce qui veut dire qu'un mouvement rectiligne dans le premier référentiel deviendra curviligne dans le second (voir figure).

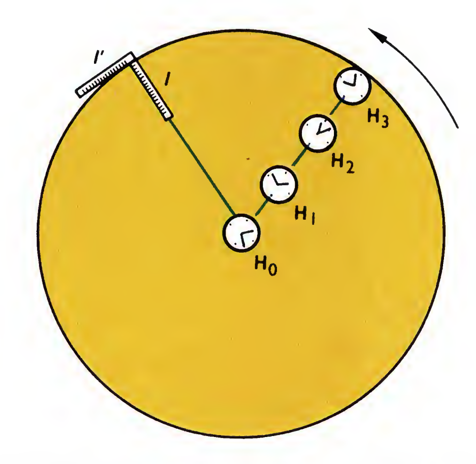


Le mobile, qui se déplace, sans gravitation, de A vers B par la droite AB, suit la trajectoire curviligne AM'N'P'B s'il existe un champ de gravitation orienté vers O; en vertu de ce champ, en effet chaque position M, N, P, ... du mobile est modifiée par l'attraction de O et devient M', N', P' ...

• *Application à la lumière.*

Dans un système galiléen, la lumière se propage en ligne droite à la vitesse constante *c*; cette constance n'existe plus dans un système non galiléen, puisque le *vecteur vitesse* change de direction à chaque instant : le trajet rectiligne devient un trajet curviligne et le vecteur vitesse, tangent à la trajectoire, s'oriente différemment en chaque point de celle-ci. Si donc la lumière passe au voisinage d'un astre (par exemple du Soleil), les rayons lumineux doivent s'incliner vers cet astre; Einstein a calculé que cette déviation devait être de 1,7" pour un rayon passant à proximité du Soleil. Eddington et Crommelin ont vérifié ce fait, prédit par la théorie, le 29 mai 1919 en photographiant des étoiles voisines du Soleil lors d'une éclipse de cet astre. Les résultats observés étaient en accord avec les résultats prévus : les rayons lumineux en provenance de ces étoiles s'infléchissaient dans la direction du Soleil. Ce fut la première et la plus spectaculaire confirmation de la théorie de la relativité générale.

• *Comportement des règles et des horloges dans un champ de gravitation.* Sans entrer dans le détail des raisonnements, disons simplement qu'on montre qu'une horloge placée dans un champ de gravitation retarde; on a pu observer ce fait non pas sur une horloge « humaine », mais sur une horloge « cosmique », à savoir sur le mouvement de la planète Mercure modifié par le champ de gravitation solaire (v. p. 63). On peut réaliser un champ de gravitation en imaginant un disque tournant à une vitesse constante autour d'un axe; un observateur situé sur ce disque serait soumis à une force centrifuge analogue à celle qui déporte les passagers d'une voiture dans un virage; l'effet de cette force est nul au centre et maximal à la périphérie. L'observateur, ignorant le mouvement du disque puisqu'il est en repos par rapport à lui, mais ressentant l'effet de la force



L'horloge H_3 retarde sur H_2 qui retarde sur H_1 qui retarde sur H selon le principe général de la contraction du temps.

centrifuge, peut l'attribuer, conformément au principe de relativité générale, à un champ de gravitation qui agit sur lui et sur tous les objets au repos par rapport au disque ; s'il fait des expériences sur ce disque (c'est-à-dire dans ce référentiel non galiléen), il constatera que ces horloges qui lui fournissent la coordonnée temps *t* retarde t d'autant plus qu'elles sont périphériques.

Il en est de même pour la règle avec laquelle il mesure une longueur ; s'il place sa règle tangentiellement au disque, cette règle va se raccourcir puisque, conformément à un résultat déjà acquis avec la relativité restreinte, les règles se « contractent » dans le sens du mouvement ; mais s'il effectue une mesure selon un rayon du disque, la règle ne subit pas cette contraction. Pour fixer les idées, supposons que le raccourcissement de la règle soit de 1 % quand le disque tourne et qu'au repos la circonférence du disque soit mesurée par 100 « règles » mises bout à bout ; lorsque le disque tourne, la mesure sera de 101 « règles ». Mais, dans les deux cas, le diamètre conservera la même valeur puisqu'il n'y a pas de contraction de la règle dans cette direction. Soit D ce diamètre mesuré en règles-unités ; le nombre π qui mesure le rapport de la circonférence au diamètre sera :

pour le disque au repos .... $\pi = \frac{100}{D}$

pour le disque en mouvement .... $\pi = \frac{101}{D}$

Quand le disque tourne, le rapport de la circonférence au diamètre est supérieur à π = 3,14... ce qui nous montre que la géométrie « ordinaire » (celle d'Euclide) n'est plus vraie pour un système soumis à un champ de gravitation.

Une nouvelle conception de l'espace-temps.

● *Définition d'un « continuum ».* Quand une surface est telle qu'on peut passer d'un point à un autre de cette surface en se déplaçant par une infinité de points intermédiaires de sorte qu'on n'ait pas de « sauts » à faire d'un de ces points à un autre, une telle surface est appelée un *continuum ;* cette définition n'a rien de mathématique, et nous demanderons au lecteur de l'accepter intuitivement. Un *continuum* est dit *euclidien* s'il est possible de le « quadriller » de telle façon que les côtés des petits carreaux qu'on aura ainsi tracés sur la surface aient une grandeur invariante ; à partir d'un système d'axes tracés sur la surface, on pourra exprimer la position d'un point par ses *coordonnées cartésiennes.*

Si — pour une raison quelconque — la surface se déforme par dilatation ou contraction, les côtés des petits carreaux ne sont plus invariants : le *continuum* est dit *non euclidien* et il n'est plus possible de définir la position d'un point par un système de coordonnées cartésiennes. En revanche, on peut définir un autre principe de repérage, les *coordonnées de Gauss.* Sur un *continuum* euclidien, les propositions de la géométrie traditionnelle sont vérifiables : la somme des angles d'un triangle est égale à deux droits, dans un triangle rectangle le carré de l'hypoténuse est égal à la somme des carrés des deux autres côtés, le rapport de la circonférence au diamètre est constant et égal à π, etc.

On peut raisonner d'une façon analogue en sortant du plan et en ajoutant une dimension : on aura alors des espaces euclidiens ou non euclidiens selon le type de surface dont on sera parti.

● *Les coordonnées de Gauss.* Traçons sur un continuum non euclidien une double infinité de courbes que nous appellerons *x* et *y* et auxquelles nous affecterons un nombre réel (sur la figure ci-dessous, on n'a tracé que les courbes correspondant à des nombres entiers : mais il y en a une infinité entre $x = 1$ et $x = 2$ par exemple) ; nous imposerons à ce réseau de répondre aux conditions suivantes :

— par chaque point de la surface il ne passe qu'une courbe *x* par exemple et une seule ;

Un point tel que P (voir figure) est défini par ses deux coordonnées de Gauss :

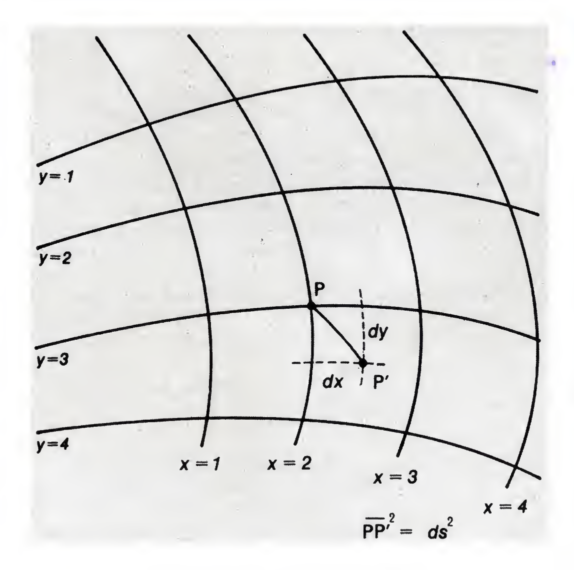
$$P \begin{cases} x = 2 \\ y = 3 \end{cases}$$

P' voisin de P aura de la même façon pour coordonnées de Gauss :

$$P' \begin{cases} x + dx \\ y + dy \end{cases}$$

dx et *dy* désignant des grandeurs infiniment petites. La distance P P' est mesurée par la relation établie par Gauss :

$$ds^2 = a\,dx^2 + b\,dxdy + c\,dy^2.$$



Les coordonnées de Gauss.

Les coefficients *a, b,* et *c* dépendent de *x* et de *y* ; on les écrit souvent à l'aide d'un double indice sous la forme a_{11}, a_{12}, a_{22}, ce qui donne :

$$ds^2 = a_{11}dx^2 + 2a_{12}dxdy + a_{22}dy^2.$$

Dans un *continuum euclidien,* on a :

$$a_{11} = a_{22} = 1 \text{ et } a_{12} = 0$$

donc :

$$ds^2 = dx^2 + dy^2 \text{ (relation connue).}$$

On peut généraliser au cas d'un *continuum* à plus de deux dimensions ; on aurait alors autant de types de courbes que de coordonnées. Avec 4 dimensions correspondant aux courbes x_1, x_2, x_3, x_4, on aurait :

$$ds^2 = a_{11}dx_1{}^2 + 2a_{12}dx_1dx_2 + \ldots\ldots + a_{44}dx_4{}^2.$$

Les coefficients a_{ij} dépendent des lieux du continuum.

Tout cela est bien abstrait ; résumons ce qui précède en disant que Gauss a inventé un moyen mathématique qui permet de repérer la position d'un point P et de mesurer une distance *ds* sur une surface ou dans un continuum non euclidien.

● *L'espace-temps du point de vue des deux théories de la relativité.* Dans la théorie de la relativité restreinte, l'espace-temps de Minkowski est un continuum *euclidien* à 4 dimensions ; la grandeur ds^2 y est indépendante des systèmes de référence choisis pourvu que ces systèmes soient galiléens.

Or dans un champ de gravitation, le *continuum* n'est plus euclidien ; nous l'avons bien vu dans le cas du disque tournant autour d'un axe : les temps et les longueurs ne se contractent pas de la même façon dans toutes les directions et en tous les points du disque (contraction nulle au centre, maximale à la périphérie). Nous avons affaire à des coordonnées qui se déforment constamment, comme notre surface de référence de tout à l'heure ; ce *continuum* n'est plus rigide ; c'est, comme le dit Einstein, un *mollusque de référence.* Chaque point-événement est défini par 4 coordonnées (comme dans un système où s'applique la relativité restreinte), mais ce sont des coordonnées de Gauss nanties de coefficients a_{11}, a_{12}, ...

● *Énoncé rigoureux du principe de la relativité générale.* Nous avons dit que les lois de la nature s'énonçaient de la même façon pour tout référentiel quel que soit son état de mouvement ; cet énoncé généralisait le principe de relativité restreinte. Nous venons de voir que les référentiels non galiléens ne peuvent être considérés comme des référentiels rigides (euclidiens) ; il nous faut donc préciser leur caractère en formulant ainsi le principe de la relativité générale : tous les mollusques de Gauss (systèmes de référence définis par des coordonnées de Gauss) sont en *principe* équivalents pour la formulation des lois générales de la nature. Nous pouvons enfin tracer le parallèle entre les deux théories de la relativité (voir tableau ci-après).

On voit donc, à l'issue de cet exposé, que la mécanique classique était une première approximation par rapport à la relativité restreinte, approximation qui reste valable tant que la vitesse *v* des phénomènes observés reste faible par rapport à *c* ; et la relativité restreinte est elle-même une approximation par rapport à la relativité générale ; elle correspond au cas où la gravitation est nulle : dans ce cas, le *mollusque* devient un référentiel

Relativité restreinte	Relativité générale
Le but initial de la relativité restreinte était de généraliser à des phénomènes optiques (déplacement de la lumière ou d'autres radiations) le principe de relativité de Galilée qui ne s'appliquait, dans la physique classique, qu'aux phénomènes mécaniques.	Le but de la relativité générale est de généraliser à n'importe quel type de référentiel le principe de la relativité restreinte.
La relativité restreinte est valable pour tout système galiléen de référence (systèmes animés d'un mouvement de translation uniforme).	La relativité générale est valable pour tout référentiel galiléen ou non galiléen, c'est-à-dire pour tout *mollusque de référence* (utilisation des coordonnées de Gauss).
La relativité restreinte est valable pour un système suffisamment isolé dans l'espace pour qu'il échappe à tout champ de gravitation.	La relativité générale est valable pour tout système placé (ou non) dans un champ de gravitation.
Le passage d'un référentiel R à un autre référentiel R' se fait par les formules de Lorenz ; les lois obtenues sont équivalentes dans les deux référentiels (galiléens).	Toute transformation des variables de Gauss *(x_1, x_2, x_3, x_4)* en autres variables de Gauss *(x'_1, x'_2, x'_3, x'_4)*, selon un mode de substitution quelconque, fournit des équations équivalentes dans les deux référentiels.
La vitesse de la lumière dans le vide est constante ; sa propagation est rectiligne.	La vitesse de la lumière dans le vide n'est pas constante : elle varie en présence d'un champ de gravitation provoqué par la présence, dans l'espace, d'une certaine quantité de matière. Sa propagation n'est pas, dans ce cas, rectiligne.

galiléen, les coordonnées de Gauss sont de simples coordonnées cartésiennes, les transformations qui permettent de passer d'un référentiel à un autre sont les seules formules de Lorenz et la vitesse de la lumière dans le vide est invariante. Si le champ de gravitation n'est pas négligeable, la relativité restreinte n'est plus vraie, et c'est la relativité générale qui fournit, en définitive, la meilleure description de l'univers.

Astronomie et relativité.

L'univers relativiste.

La relativité a modifié la vision que nous avions du monde et il n'est peut-être pas inutile de résumer rapidement, une fois de plus, les principaux résultats obtenus.

● *Les coordonnées relatives à l'espace* et au temps sont liées : l'ensemble constitue un *continuum* qui est non euclidien dans un champ de gravitation.

● *L'état de mouvement d'un corps* modifie sa longueur (contraction de Fitzgerald-Lorenz) ; cette contraction affecte aussi la durée d'un événement dans un système en mouvement.

● *Il existe une équivalence entre* la matière et l'énergie donnée par la relation $W = m\,c^2$. La matière peut être transformée en énergie et, inversement, l'énergie a des propriétés analogues à la matière (elle est *pesante*).

● *La présence d'une masse de matière* en une région de l'espace-temps modifie la métrique de cette région : la gravitation n'est pas l'expression d'une force d'attraction, mais d'une propriété de l'espace.

● *A proximité d'une masse de matière,* la lumière est déviée et la ligne droite de la géométrie classique n'est pas le plus court chemin d'un point à un autre. Il en résulte que la mesure des grandeurs ne suit pas les règles de cette géométrie ; le carré de l'hypoténuse d'un triangle rectangle n'est pas égal à la somme des carrés

de ses côtés ; une distance AB mesurée dans la direction d'une masse de matière, par exemple dans la direction du Soleil, dépend de cette masse et de l'éloignement par rapport au Soleil, etc. Autrement dit, tout se passe comme si l'espace possédait les propriétés géométriques d'un espace que les géomètres nomment « espace courbe ».

● *La vitesse de la lumière est une limite* qu'aucun corps ne peut atteindre et la masse d'un corps augmente avec sa vitesse. Si l'on peut négliger l'influence de la gravitation, la lumière se propage rectilignement à la vitesse constante *c*.

Tous ces résultats sont susceptibles de se traduire par des phénomènes observables ; nous ne retiendrons dans ce qui suit que les phénomènes astronomiques.

Naturellement, les observations relativistes sont très délicates à réaliser ; un voyageur de Langevin qui passerait 60 ans de sa vie dans un avion supersonique, volant sans arrêt à une vitesse de l'ordre de 1 000 km/h, ne gagnerait, au total, qu'un millième de seconde sur un observateur resté au sol ; une masse de 1 tonne placée au centre d'un cercle de 5 m de rayon modifie les courbures de l'espace au point de changer la 24e décimale du nombre π (Eddington). Ce sont là, on le voit, des précisions que n'atteignent jamais nos mesures et cela explique que les conformations expérimentales de la relativité aient pu parfois être contestées.

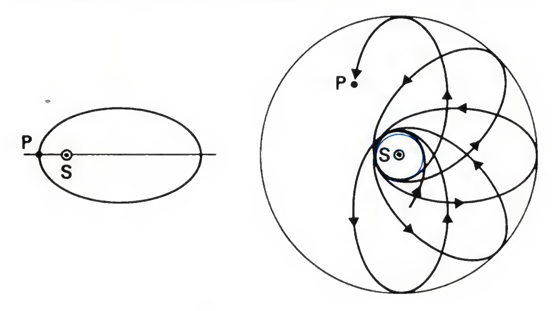
Preuves relatives à la lumière.

● *L'effet Doppler-Fizeau relativiste* déjà signalé à propos de la relativité restreinte, le décalage du spectre vers le rouge (augmentation de la longueur d'onde d'une radiation émise par les vibrations électroniques d'un atome) est augmenté par la gravitation. Un atome qui émet une raie de longueur d'onde λ dans un laboratoire terrestre émettra une longueur d'onde λ' supérieure à λ dans un labortoire installé sur le Soleil où le champ de gravitation est plus intense que sur la Terre ; selon les prévisions d'Einstein, la variation relative de longueurs d'onde devrait être de l'ordre de deux millionièmes. Ce *rougissement* du spectre est évidemment très difficile à mettre en évidence en ce qui concerne le Soleil. En revanche, sur des étoiles de faible magnitude mais qui émettent une lumière blanche intense (nos yeux ne s'aperçoivent pas de cette intensité en raison de leur éloignement) règne un champ de gravitation fantastique ; ces étoiles sont les *naines blanches* ; elles sont petites et très denses : le *Compagnon de Sirius* qui, comme son nom l'indique, n'est pas très éloigné de la plus brillante étoile du ciel, est un peu plus gros que la Terre, mais sa masse n'est pas très éloignée de celle du Soleil : si l'on pouvait remplir une bouteille ordinaire (capacité de 1 litre) avec de la matière empruntée à cette naine blanche, cette bouteille pèserait 150 tonnes ! Sur les naines blanches, le rougissement du spectre (augmentation des longueurs d'onde) est très sensible en raison de l'importance du champ de gravitation.

● *Déviation de la lumière par un champ de gravitation.* On photographie une étoile A fixe dont la lumière rase le bord du disque solaire lors d'une éclipse totale du Soleil ; on rephotographie la même région de la voûte céleste quelques mois plus tard lorsque le Soleil ne se trouve plus dans cette région du ciel. On constate que l'étoile A a dévié par rapport à sa position première de près de 2″, tout comme si le rayon lumineux avait subi une réfraction en passant à proximité du Soleil. Cette déviation est très minime et difficile à mesurer, naturellement. Il faut, en particulier, tenir compte de la réfraction des rayons lumineux provenant de l'étoile dans la couronne solaire.

Preuves relatives au mouvement des planètes.

En raison de la déformation de l'espace due à la présence du Soleil, le périhélie des planètes proches du Soleil doit se déplacer ; le phénomène est d'autant plus net que la vitesse de la planète est plus grande ; à chaque révolution, cette avance est de $\frac{3\,v^2}{c^2}$.



Déplacement du périhélie P de l'orbite d'une planète.

L'effet Einstein est de 43″ par siècle, dans le sens direct, pour le périhélie de Mercure ; il a été établi, grâce à l'utilisation de machines à calculer électroniques, pour la Terre, et pour la planète Mars en 1952.

Dans le cas d'une étoile double, le champ de gravitation est intense et l'étoile-satellite est très proche de l'étoile qui crée le champ de gravitation ; l'effet Einstein de déplacement de l'orbite dans son plan est considérable (travaux d'Infeld).

Preuves énergétiques.

La relation fondamentale

$$W = m\,c^2$$

montre que toute perte d'énergie se traduit par une diminution de la masse d'un corps et toute absorption d'énergie par son accroissement. Cette loi de l'équivalence entre la matière et l'énergie est venue donner l'explication de la source de l'énergie rayonnante des étoiles et en particulier de celle du Soleil. Le cas de ce dernier astre est évidemment le plus intéressant pour nous autres êtres humains ; à la question (déjà posée p. 55) : « D'où le Soleil tire-t-il son énergie ? », seule la relativité donne une réponse satisfaisante qui est aussi valable pour l'énergie des étoiles. L'énergie rayonnée par le Soleil et les étoiles provient de la transformation de la matière en énergie radiante ; « le Soleil fond » ainsi de 4 millions de tonnes par seconde selon les processus déjà décrits plus haut (cycle proton-proton, cycle de Bethe).

Mais c'est au niveau de la physique corpusculaire qu'on rencontre les preuves les plus éclatantes de l'équivalence matière-énergie ; dans les *accélérateurs de particules,* on a pu créer à partir d'énergie suffisante des corpuscules de matière et d'antimatière : avec 2 milliards d'électron-volts, on produit un proton et un antiproton.

LE PROBLÈME COSMOLOGIQUE

La nature du problème cosmologique.

De Descartes à Einstein.

Nous avons expliqué, p. 99, comment la physique classique (celle de Copernic, Galilée, Descartes et Newton) a été bouleversée par la théorie de la relativité générale, à partir de 1915. Les hypothèses fondamentales des théories einsteiniennes imposent notamment les considérations suivantes :

1 — les mesures d'espace et de temps ne sont pas indépendantes ;

2 — les propriétés d'un espace-temps dépendent de la quantité de matière qu'il contient.

Il est alors logique de se poser la question suivante : quels rapports existe-t-il entre la manière dont la matière est dfistribuée dans l'espace-temps et la géométrie de cet espace-temps ? Une telle question soulève un problème d'un type nouveau, inconnu de la physique classique, un *problème cosmologique.*

Comment traiter les problèmes cosmologiques ?

● *La notion de « distance ».* Jusqu'à une époque très récente, le problème cosmologique était un problème purement théorique, que l'on cherchait à résoudre « sur le papier », en établissant l'expression d'une « distance » notée par le symbole

$$ds^2.$$

Nous écrivons « distance » entre guillemets, car il s'agit ici d'une notion plus générale que notre notion expérimentale de distance d'un point à un autre dans un plan euclidien. Dans ce cas, extrêmement simple, le ds^2 est donné par la relation connue :

$$ds^2 = dx^2 + dy^2.$$

Si, au lieu de considérer un plan euclidien, nous cherchons à connaître les propriétés géométriques d'un continuum non euclidien (notion présentée dans ce volume p. 109), l'expression du ds^2 est plus complexe et il faut, pour l'établir, poser un certain nombre d'hypothèses préalables, de définitions, etc. Bien entendu, ces hypothèses ne sont pas gratuites ; elles doivent être en accord avec les équations de la relativité. Lorsque tous les calculs ont été faits, les hypothèses exposées, on aboutit à une expression du ds^2 de l'espace considéré, et cette équation peut être interprétée et aboutir à des informations sur le *rayon de courbure* de l'Univers, la distance qui existe entre l'observateur et l'antipode de l'Univers, la masse de l'Univers, etc.

De plus, en étudiant l'expression du ds^2, on peut en déduire la « forme » de l'Univers, c'est-à-dire sa figure géométrique : ainsi, Einstein avait montré que ce devait être la surface (à trois dimensions) d'une *hypersphère* à quatre dimensions (v. pp. 111 et 112 la présentation de cette notion), c'est-à-dire un espace courbe, fermé sur lui-même, mais non borné. Si cette dernière propriété vous étonne, oubliez un instant l'hypersphère et imaginez une fourmi se promenant sur une boule de billard parfaitement sphérique : la surface sur laquelle elle se meut est *finie, fermée,* mais sa promenade peut, malgré cela, ne jamais prendre fin, puisque aucun mur, aucun vide, aucune discontinuité, aucune *borne* n'existe sur cette sphère. De même, l'Univers einsteinien, qu'on ne peut dessiner sur un tableau noir mais qu'on peut définir par des équations, est fini, fermé et non borné.

Après Einstein, d'autres savants ont cherché à exprimer le ds^2 de l'Univers, en formulant d'autres hypothèses, en introduisant d'autres constantes. Ils ont obtenu des équations différentes, et, par conséquent, d'autres valeurs du rayon de courbure, de la masse de l'Univers, de la distance de l'antipode, d'autres « formes » de l'espace géométrique. C'est ainsi que le Hollandais De Sitter (1872-1934) proposa, dès 1917, une solution des équations de la relativité dans le cas où l'espace-temps serait vide de matière. Cinq ans plus tard, Herman Weyl démontrait une propriété singulière de l'espace-temps vide de De Sitter : si l'on introduit dans ce continuum deux particules de masse « négligeable » (c'est-à-dire trop faible pour influer sur la métrique de cet espace-temps), la distance entre ces particules va croître sans cesse (les deux particules *se fuient* réciproquement). De plus, Weyl montra que si l'une des particules portait une source lumineuse, émettant sur une longueur d'onde bien définie, cette longueur d'onde, mesurée à partir de l'autre particule, augmenterait au fur et à mesure de la « fuite » des particules. En lumière visible, les longueurs d'onde les plus petites ($\lambda = 0{,}4\ \mu$) correspondent à une lumière violette ; les plus grandes ($\lambda = 0{,}7\ \mu$) correspondent à une lumière rouge : ainsi donc, un observateur placé sur une particule verrait la lumière émise par l'autre particule *rougir* progressivement au cours de sa fuite.

Tous ces résultats étaient purement théoriques et obtenus par le calcul pur. Aucune observation astronomique ne permettait une vérification, même timide, de ces conclusions : on ne possédait pas, en 1922, de télescopes permettant d'apercevoir la « forme » de l'univers, même indirectement, et aucune des brillantes déductions des cosmologies relativistes ne pouvait être confirmée expérimentalement. Ainsi la méthode pour résoudre le problème cosmologique — c'est-à-dire pour trouver une expression satisfaisante du ds^2 et pour en tirer des conséquences quant à la distribution de la matière dans l'espace-temps — était purement mathématique. C'est pourquoi la cosmologie semblait être un domaine réservé aux savants relativistes, qui élaboraient dans la solitude de leur cabinet de travail des *modèles abstraits* d'univers, et nul observateur ne pouvait leur porter la contradiction.

● *Le red shift.* En 1924, l'astronome américain Edwin Hubble (1889-1953) fit une *observation* capitale en se servant du grand télescope Hooker du mont Wilson. Il identifia, sur une photographie de la nébuleuse d'Andromède (voir photographie p. 87), l'image d'une étoile variable géante du type Céphéides, ce qui lui permit d'évaluer la distance d'Andromède à 1 million d'années de lumière (distance corrigée en 1952 : 2 millions d'années de lumière), et d'établir la double conclusion suivante :

1 — la nébuleuse d'Andromède est en dehors de notre Galaxie (en raison de sa distance par rapport à la Terre) ;

2 — elle contient des étoiles d'un type semblable à celui des étoiles de notre Galaxie : elle est donc elle-même une galaxie.

Tout cela était riche de conséquences : une galaxie est un univers semblable à celui dans lequel nous nous trouvons et toute la matière contenue dans l'univers, dans l'espace-temps dont les relativistes cherchent la métrique, est représentée par l'ensemble des galaxies. Une approche expérimentale de certains aspects du problème cosmologique était donc envisageable.

De plus, Hubble découvrit que les longueurs d'onde visibles en provenance des galaxies étaient décalées vers le rouge (v. p. 83) ; c'est ce qu'il appela le *red shift,*

interprété comme une conséquence de la *fuite* des galaxies par rapport à un observateur quelconque, et conduisant à la loi de Hubble-Humason (1928) :

$$v = Hr,$$

où v désigne la vitesse de récession et r la distance d'une galaxie à l'observateur, la constante H valant entre 50 et 120 si v est exprimé en km/s et r en millions de parsecs (p. 86, nous avons pris la valeur « moyenne » $H = 75$ qu'il faut considérer comme un ordre de grandeur, d'ailleurs un peu faible). Or ce *red shift* peut être parfaitement interprété à partir des théories einsteiniennes (nous avons vu plus haut que Weyl avait prévu un red shift dans l'espace de De Sitter) : cette fois-ci l'observation rencontrait la théorie et l'on peut dire que c'est avec la découverte de Hubble qu'est née la *cosmologie d'observation.*

Mais une hirondelle ne fait pas le printemps. Pendant longtemps encore la parole devait revenir, uniquement, aux cosmologistes mathématiciens et ce n'est que depuis une quinzaine d'années que de nouvelles découvertes d'observatoires, dues à la radioastronomie, ont permis à la cosmologie d'observation d'intervenir en arbitre dans le domaine de la cosmologie théorique. Ces découvertes, que nous commenterons plus loin, concernent :

— les radiosources extragalactiques, dénombrées dès 1955 par Ryle et Scheuer ;

— les quasars, découverts en 1963 ;

— le rayonnement thermique du fond du ciel (rayonnement de 3 °K), découvert en 1965.

Les modèles théoriques.

Présentation générale du problème.

● *Si l'on veut comprendre quelque chose à l'Univers,* il convient de procéder avec simplicité et de partir d'hypothèses aussi élémentaires que possible, qui ne soient pas trop en désaccord avec les résultats de l'observation. Or que nous propose, grossièrement, l'observation du ciel, si on le regarde à une assez grande échelle ? Elle nous montre que toute la matière de l'Univers — ou presque toute — est concentrée en un grand nombre de galaxies (dont notre propre Galaxie), et que ces galaxies sont distribuées d'une façon uniforme : il ne semble pas qu'il y ait une région de l'Univers où il y ait une plus grande densité de galaxies que dans toute autre région (à condition de considérer des régions suffisamment grandes). Cette observation, pour approximative qu'elle soit, nous permet d'énoncer une première hypothèse simplificatrice : *l'Univers, considéré à grande échelle, est homogène.*

De plus, nous constatons que les propriétés de l'Univers sont les mêmes quelle que soit la direction dans laquelle on les observe : ainsi le décalage vers le rouge *(red shift)* des galaxies est vérifié avec le même coefficient H dans toutes les directions ; d'où une deuxième hypothèse simplificatrice : *l'Univers, considéré à grande échelle, est anisotrope* (« anisotrope » signifie : « de même nature dans toutes les directions »).

Comparons l'Univers à une vaste forêt vierge. L'hypothèse d'homogénéité exprime que, dans toutes les parties de la forêt, la végétation est toujours aussi dense : il n'y a ni clairières gigantesques ni régions plus impénétrables que d'autres. L'hypothèse d'anisotropie signifie que la pénétration de cette forêt est aussi difficile dans toutes les directions : elle ne comporte ni pistes ni chemins ou passages privilégiés.

Les deux hypothèses d'homogénéité et d'anisotropie constituent ce qu'on appelle le *principe cosmologique.* Il est commode de les poser au départ de notre recherche (sinon les équations seraient presque insolubles) et, de plus, elles ne sont pas en contradiction avec les données de l'observation.

● *Dans un gaz « ordinaire »,* les molécules sont distribuées d'une façon statistique et l'on peut caractériser physiquement ce gaz en indiquant sa densité ϱ — proportionnelle au nombre de molécules par unité de volume — et la pression p que ce gaz fait subir à l'enceinte dans laquelle il se trouve. Si nous assimilons l'Univers à un fluide, ce sont les galaxies qui vont jouer le rôle des molécules gazeuses, et nous caractériserons l'état de l'Univers par la densité ϱ et la pression p des galaxies. Le principe cosmologique nous conduit à affirmer que ϱ et p sont les mêmes pour toutes les régions et dans toutes les directions de l'Univers.

L'équation d'Einstein.

Le génie d'Einstein a été de ramener toutes les propriétés de l'Univers à la seule gravitation. Ce faisant, il a élargi d'une façon vertigineuse les idées de Newton, en montrant qu'elles étaient une approximation à l'échelle humaine des lois de la nature.

● *Calcul d'une force newtonienne.* Voici un point A, de masse m, c'est-à-dire une *masse ponctuelle* (c'est une abstraction : dans la nature tout « point », aussi petit soit-il, occupe un certain volume) et un point P à la distance r de A, de masse égale à l'unité. On sait que A « attire » P avec la force F proportionnelle à m et inversement proportionnelle au carré de la distance AP, soit, en appelant f un coefficient de proportionnalité :

$$\text{(1)} \qquad F = -\frac{fm}{r^2}$$

(le signe « − » signifiant que la force est dirigée de P vers A).

Considérons maintenant la fonction :

$$\text{(2)} \qquad u = f\frac{m}{r},$$

dans laquelle r est la variable. Elle admet pour dérivée :

$$\text{(3)} \qquad u' = \frac{du}{dr} = -f\frac{m}{r^2},$$

comme peut le calculer n'importe quel collégien vers la fin de ses études secondaires.

En comparant les équations (1) et (3) on voit que :

F = dérivée de u par rapport à r.

La fonction u s'appelle le *potentiel newtonien* de la masse m et l'on dit que la force F *dérive* de ce potentiel.

La détermination de la force qu'exerce une masse ponctuelle sur une masse unitaire se ramène donc à un calcul de dérivée. Si l'on se place dans un plan référencé à un système d'axes rectangulaires Oxy, on aura, en appelant a et b les coordonnées (connues et fixes) de A, x et y, les coordonnées (variables) de P :

$$r^2 = (x-a)^2 + (y-b)^2, \text{ d'où } r = \sqrt{(x-a)^2 + (y-b)^2}.$$

le potentiel

$$u = f\frac{m}{r}$$

s'écrit donc :

$$\text{(4)} \qquad u = f\frac{m}{\sqrt{(x-a)^2 + (y-b)^2}}.$$

La force F d'attraction appliquée au point P a deux composantes X et Y et la relation :

F = dérivée de u par rapport à r,

devient, pour les composantes X et Y :

X = dérivée de u par rapport à x,

Y = dérivée de u par rapport à y.

La fonction u est une fonction composée, avec deux variables, x et y. La dérivée de u par rapport à x est une *dérivée partielle,* qu'on inscrit avec le symbole ∂ (« d rond ») ; il en est de même pour la dérivée de u par rapport à y. On a donc :

$$\text{(5)} \qquad F = \frac{du}{dr} \Rightarrow \begin{cases} X = \dfrac{\partial u}{\partial x} = -\dfrac{fm}{r^3}\,(x-a) \\[2mm] Y = \dfrac{\partial u}{\partial y} = -\dfrac{fm}{r^3}\,(y-b) \end{cases}$$

Dans l'espace à trois dimensions, on aurait, en appelant c et z la troisième coordonnée de A et P et Z la composante selon l'axe Oz, perpendiculaire à Oxy :

$$\text{(6)} \qquad Z = \frac{\partial u}{\partial z} = -\frac{fm}{r^3}\,(z-c).$$

On voit donc que le calcul d'une force d'attraction newtonienne en fonction de la distance r se ramène à trois dérivations partielles.

● *Généralisation.* Au lieu d'une masse ponctuelle A, considérons une bille de centre A, de volume v et de masse m. N'importe quel écolier sait calculer sa *masse volumique* ou, comme on dit parfois, sa densité de matière :

$$\varrho = \frac{m}{v}; \text{ soit } m = \varrho\, v.$$

Pour étudier l'action de cette bille sur une masse unitaire P, qui lui est extérieure, on peut considérer le volume v comme la somme (on dit : « l'intégrale ») de volumes infiniment petits dv.

Chaque volume élémentaire dv a une masse $dm = \varrho\, dv$ et il exerce sur le point P situé à la distance r une force élémentaire dF donnée par :

$$\text{(7)} \qquad dF = -f\frac{\varrho\, dv}{r^2}$$

équation qui n'est autre que l'équation (1) ci-dessus dans laquelle on a remplacé F par dF, et m par ϱ dv. On montre, de la même façon que DF dérive d'un potentiel élémentaire :

$$\text{(8)} \qquad du = f\frac{\varrho\, dv}{r},$$

équation correspondant à l'équation (2) ci-dessus, soit :

dF = dérivée du du par rapport à r.

Pour calculer la force F, il faut faire la somme de toutes les forces élémentaires dF. Ce calcul exige la résolution de trois intégrales triples donnant les composantes X, Y et Z de F en fonction de r.

● *Denis Poisson* (1781-1840) était un mathématicien français dont l'œuvre est considérable et variée. Élève de Laplace, il chercha à exprimer le potentiel newtonien pour un point P situé à *l'intérieur* de la masse attirante (par exemple, à l'intérieur de la bille). Il parvint ainsi à un résultat appelé *équation de Poisson* que nous n'énoncerons pas ici (voir le calcul ci-dessous, qui peut être « sauté » par un lecteur non mathématicien), mais à propos de laquelle nous ferons 3 remarques :

1 — Cette équation permet de calculer le potentiel pour un point P à l'intérieur d'une masse homogène en fonction des coordonnées x, y et z du point P et de la densité de matière ϱ du milieu homogène au sein duquel se trouve P, quelle que soit la forme de cette masse homogène.

2 — Ce n'est pas une équation portant sur des « nombres relatifs », mais sur des fonctions des variables x, y, z. La résolution d'une telle équation, qui est une équation différentielle, fournit en général une infinité de solutions, chaque solution étant une fonction u de x, y, z correspondant à une ou plusieurs conditions. Parmi ces solutions, il en est une particulière que nous retiendrons ici ; c'est celle qui s'annule lorsque P est à l'infini. Nous l'appellerons *le potentiel newtonien créé par le milieu matériel homogène considéré.*

3 — Il faut bien comprendre qu'une telle équation décrit les propriétés gravitationnelles d'un milieu homogène. Dans la mesure où l'univers est lui-même un milieu homogène, de densité uniforme et infiniment étendu, il est tentant de décrire ses propriétés à partir de l'équation de Poisson. Mais, comme nous allons le voir, cela devient un problème très ardu, que les mathématiques « ordinaires » (celles que connaissait Poisson) ne peuvent résoudre. Dès que l'on veut progresser dans la connaissance de l'univers, les choses se compliquent très vite.

● *L'équation de Laplace.* (Ce passage peut être sauté sans aucune gêne par le lecteur non mathématicien.)

Soit u (y, x, z) une fonction de ces trois variables. On appelle *laplacien* de la fonction u l'expression :

$$\Delta u = \frac{\partial^2 u}{\partial x^2} + \frac{\partial^2 u}{dy^2} + \frac{\partial^2 u}{dz^2}.$$

toute fonction u (x, y, z) vérifiant l'équation de Laplace :

$$\Delta u = 0,$$

est dite *fonction harmonique.*

En appelant u le potentiel créé en un point P, porteur d'une masse unitaire, par le milieu homogène de densité uniforme ϱ dans lequele P est immergé, et f un coefficient numérique dépendant des unités choisies, on a :

$$\text{(9)} \qquad \Delta u = -4\pi f \varrho$$

Cette relation s'appelle *l'équation de Poisson.* La fonction u n'est pas harmonique puisqu'on n'a pas $\Delta u = 0$.

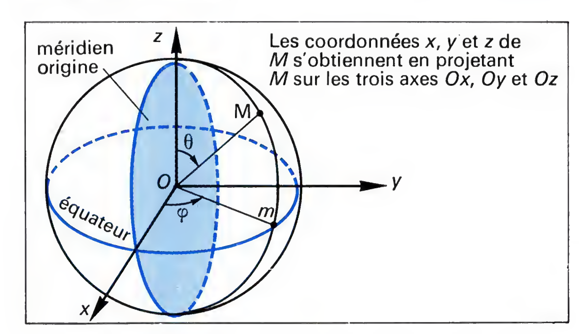
Si l'on fait $\varrho = 0$ (ce qui signifie que P est dans un milieu de densité nulle, c'est-à-dire hors de la masse homogène dont il a été question) l'équation (9) devient :

$$\text{(10)} \qquad \Delta u = 0 \qquad \text{(équation de Laplace).}$$

● *L'équation d'Einstein.* L'Univers est un milieu homogène, de desnité uniforme ϱ (voir plus haut le *principe cosmologique*). Pour décrire son état gravitationnel, on peut donc lui appliquer, en la généralisant, l'équation de Poisson. Mais cette généralisation impose de remplacer l'espace à trois dimensions de la physique newtonienne par l'espace-temps à quatre dimensions de la physique relativiste. Dès lors, on ne peut plus calculer sur des fonctions dont les variables sont des nombres réels ; il faut faire intervenir des êtres mathématiques abstraits qu'on appelle *tenseurs,* objet du *calcul tensoriel.* C'est ce qu'a fait Einstein qui est parvenu à une équation tensorielle connue sous le nom d'*équation d'Einstein,* et qui rend compte de l'Univers du point de vue gravitationnel. Il n'est pas question d'expliquer ici cette équation. Disons simplement qu'elle peut s'écrire sous trois formes (covariante, mixte et contrevariante) et qu'elle contient une constante désignée par la lettre grecque majuscule Λ (« lambda ») qu'on appelle la *constante cosmologique.*

Les modèles statiques d'univers (1917-1922).

• *Métrique de l'Univers.* Nous avons vu précédemment que l'une des premières préoccupations cosmologiques est de déterminer la *métrique* ds^2 de l'Univers. Pour un physicien classique, le ds^2 est obtenu par une simple application du théorème de Pythagore, puisque les propriétés de l'espace ne dépendent pas de la distribution de la matière à l'intérieur de cet espace. Sur le schéma ci-dessous, nous avons fait la figure traditionnelle dans deux systèmes de coordonnées différentes : avec un trièdre trirectangle *Oxyz* et dans un système de coordonnées polaires dans l'espace, plus commodes pour le traitement des problèmes dans l'espace. Dans le premier cas, les coordonnées sont *x*, *y* et *z* ; dans le second cas elles se nomment *r*, θ et φ — les deux dernières désignant des angles.



Coordonnées polaires dans l'espace : le point M est parfaitement déterminé lorsqu'on se donne les grandeurs r, θ et φ. La distance OM peut être calculée dans les deux systèmes de coordonnées. On a : $OM^2 = x^2 + y^2 + z^2 = r^2$ ***avec :*** $x = r \cos \varphi$, $y = r \sin \varphi$, $z = r \cos \theta$.

Supposons maintenant que nous cherchons à calculer la distance *OM*, le point *M'* se rapprochant indéfiniment de O. Cela signifie que les coordonnées *x*, *y* et *z* deviennent les infiniment petits d*x*, d*y* et d*z*, et l'on aura, en coordonnées cartésiennes :

(11) $$ds^2 = dx^2 + dy^2 + dz^2.$$

Pour exprimer le ds^2 en fonction des coordonnées (r, θ, φ), il faut se livrer à un calcul différentiel pour obtenir d*x*, d*y* et d*z* en fonction de d*r*, dθ, dφ. Ce n'est pas là un problème très difficile, et un candidat au baccalauréat est capable de faire ce calcul, qui aboutirait à la relation :

(12) $$ds^2 = dr^2 + r^2 d\theta^2 + r^2 \sin^2\theta d\varphi^2.$$

Si vous trouvez que cela est trop « barbare », ne vous attardez pas sur cette formule (qui ne vous servira plus). Retenez simplement que, dans l'espace euclidien de la physique classique, la distance entre deux points qui se rapprochent indéfiniment l'un de l'autre est une grandeur d*s* qui s'exprime à l'aide des différentielles d*r*, dθ, dφ dont la présence dans une équation ne doit pas nous étonner. Comme, dans un tel espace, les propriétés géométriques sont indépendantes de la répartition de la matière ou des mouvements du système de référence, le ds^2 (la *métrique*) est rigoureusement invariant.

• *Modèles statiques.* Ce sont des modèles que l'on peut définir par leur métrique ds^2, établie en tenant compte :

1 — des principes fondamentaux de la relativité (invariance de la vitesse de la lumière, déformation de l'espace par la matière qu'il contient, équivalence entre matière et énergie, etc.) ;

2 — de sa compatibilité avec l'équation d'Einstein, généralisation de l'équation de Poisson, et décrivant les propriétés gravitationnelles de l'espace ;

3 — d'hypothèses complémentaires sur la pression P_0 et la densité ϱ_0 de l'espace (pression et densité galactiques).

La condition n° 2 impose d'interpréter l'équation d'Einstein, c'est-à-dire de donner à la constante cosmologique Λ qui y figure une valeur positive, négative ou nulle. Il est temps, maintenant, de nous interroger sur cette constante Λ. Un Univers uniformément rempli de galaxies aurait tendance à s'agglomérer, les galaxies s'attirant mutuellement en vertu de la gravitation. Einstein a donc introduit dans l'équation qui porte son nom — équation qui en résume plusieurs, ce qui fait souvent parler *des* équations de la relativité — une grandeur Λ, physiquement équivalente à une sorte de « répulsion », qui contrebalancerait l'attraction newtonienne. Grâce à la constante Λ, les galaxies, tirées à hue et à dia, n'auraient plus tendance à se précipiter les unes sur les autres. L'Univers ainsi conçu est stable, la répulsion compense l'attraction, la quantité de matière et d'énergie contenue dans l'Univers est constante, son *rayon* peut être évalué.

A partir de ces considérations, trois modèles statiques (et trois seulement) peuvent être construits : les modèles de Minkowski, d'Einstein et de De Sitter.

— *Le modèle de Minkowski* est une traduction géométrique de la relativité restreinte (1905). Sa métrique est, en coordonnées « ordinaires » :

(13) $$ds^2 = - dx^2 - dy^2 - dz^2 + c^2 dt^2$$
(c = vitesse de la lumière dans le vide)

et, en coordonnées polaires :

(14) $$ds^2 = - dr^2 - dr^2 - r^2 d\theta^2 - r^2 \sin^2 \theta d \varphi + c^2dt^2.$$

On remarque l'introduction de la différentielle *dt* dans le terme c^2dt^2. La variable *t* est le *temps* d'un événement se produisant en un point *M* de coordonnées (*x*, *y*, *z*) ou (*r*, θ, φ). La métrique de Minkowski exprime, simplement, l'invariance de la vitesse de la lumière dans un système inertiel quelconque, sans qu'il soit question des autres propriétés (gravitationnelles ou non) de l'espace.

— *Le modèle d'Einstein* (1917) est celui d'un monde fini mais non borné (une *hypersphère*), de masse *M*, de Rayon *R* et de volume $V = 2\pi^2 R^3$; mathématiquement, il se décrit en prenant :

(15) $$R^2 = \frac{1}{\Lambda}$$

Λ étant la constante cosmologique (non nulle et positive). Sa métrique est, en coordonnées polaires :

(16) $$ds^2 = \frac{- dr^2}{1 - \frac{r^2}{R^2}} - r^2 d \theta^2 - r^2 \sin^2 \theta d \varphi^2 + dt^2$$

comme on l'a déjà dit (voir ci-dessus).

Épiloguons sur cet Univers. Si nous connaissons la valeur de Λ, nous serions renseigné sur ses dimensions, sur son volume ; d'autre part, si l'on pouvait évaluer sa densité ϱ_0 nous connaîtrions sa masse, puisque $M = \varrho V$. Cela explique que les astronomes d'alors (notamment Eddington) ont cherché à calculer Λ, or, les hypothèses d'Einstein, correspondant aux conditions n° 3 signalées plus haut, conduiraient à écrire, pour l'Univers considéré :

(17) $$\Lambda = 4 \pi \varrho_0$$

ou, dans le système SI.

(17') $$\Lambda = \frac{4\pi f \varrho}{c^2} \begin{cases} f : \text{coefficient égal à } 6{,}67 \times 10^{-11} \\ c = 3 \times 10^8 \text{ m/s (vitesse de} \\ \text{la lumière dans le vide).} \end{cases}$$

Tout se ramenait, en dernière analyse, à estimer la densité moyenne de l'Univers. Or divers sondages galactiques semblaient montrer que ϱ était compris entre 10^{-26} kg/m³ et 10^{-31} kg/m³. Adoptons la valeur moyenne $\varrho = 10^{-27}$ kg/m³, et n'importe quel écolier peut maintenant calculer le rayon, le volume et la masse de l'Univers d'Einstein :

1 — Constante cosmique :
$$\Lambda \approx \frac{4 \pi \times 6{,}67 \times 10^{-11} \times 10^{-27}}{9 \times 10^{16}} \approx 10^{-53} \text{ CGS.}$$

2 — Rayon de l'Univers :
$$R = \sqrt{\frac{1}{\Lambda}} = \sqrt{10^{53}} = 3{,}3 \times 10^{26} \text{ m} = 3{,}5 \times 10^{10} \text{ années de lumière.}$$

3 — Volume de l'Univers :
$$V = 2 \pi^2 R^3 = 6 \times 10^{80} \text{ m}^3$$

4 — Masse de l'Univers :
$$M = \varrho V = 6 \times 10^{80} \times 10^{-27} = 6 \times 10^{53} \text{ kg.}$$

5 — Distance de l'antipode :
$$a = \varrho R \simeq 10^{11} \text{ années de lumière.}$$

On peut aussi évaluer, grossièrement, le nombre d'étoiles qu'il y a dans l'Univers. Admettons que la masse moyenne d'une étoile soit égale à la masse du Soleil, qui vaut : 2×10^{30} kg (v. p. 21). Le nombre d'étoiles dans l'Univers est donc de l'ordre de :

$$\frac{6 \times 10^{53}}{2 \times 10^{30}} = 3 \times 10^{23}.$$

D'autre part, divers sondages permettent de penser que le nombre moyen d'étoiles contenu dans une galaxie est de 10^{11} (100 milliards) ; on peut donc estimer la population totale de l'Univers à :

$$\frac{3.10^{23}}{10^{11}} = 3 \times 10^{12} \text{ galaxies,}$$

soit environ 3 000 milliards de galaxies.

Tous ces résultats sont très vraisemblables. Malheureusement, l'Univers d'Einstein est un univers statique, incompatible avec l'observation capitale de Hubble sur la fuite des galaxies. Mais cela Einstein l'ignorait, puisque son modèle date de 1917 et que le red shift n'a été découvert qu'en 1924. Avons-nous donc perdu notre temps en le décrivant ? Certes non ; car le modèle d'Einstein est, en quelque sorte, la photographie instantanée (statique) d'un Univers non statique. A ce titre, il est intéressant à étudier. D'autre part, les valeurs de *A* et de *R* trouvées sont des approximations que l'on rencontre dans les modèles non statiques. Pour ces deux motifs, il est utile de commencer un exposé cosmologique par le rappel de ce que fut le modèle einsteinien. Ajoutons que, si l'on fait $\Lambda = 0$, on obtient l'Univers de Minkowski, qui est donc un cas particulier du modèle d'Einstein.

— *Le modèle de De Sitter,* auquel nous avons déjà fait allusion, fait intervenir, comme condition n° 3, la relation =

(18) $$P_0 + \varrho_0 = 0,$$

relation qui entraîne $P_0 = \varrho_0 = 0$. Cela signifie qu'il s'agit d'un Univers vide de matière (densité nulle), à pression nulle. La métrique de cet espace-temps s'écrit donc différemment de la métrique einsteinienne (un Univers « vide » n'a pas les mêmes propriétés gravitationnelles qu'un Univers « plein »). De plus, et c'est là une autre différence importante, De Sitter a été conduit à poser :

(19) $$R = \sqrt{\frac{3}{\Lambda}},$$

et non pas $R = \sqrt{\frac{1}{\Lambda}}$, comme l'avait fait Einstein.

Sans nous étendre davantage sur les propriétés curieuses de cet Univers fictif, disons qu'il représente la limite vers laquelle tendrait un univers réel dont le rayon varierait constamment, c'est-à-dire un Univers en *expansion.*

La découverte de Hubble, en 1924, impose de rejeter tous les modèles statiques d'Univers. Nous allons donc abandonner ceux que nous venons de décrire et chercher maintenant à construire des *modèles non statiques.*

Les modèles non statiques : la classification de Friedmann (1922)

Friedmann est un météorologue soviétique (1888-1925) qui a étudié le problème cosmologique en 1922 (donc avant la découverte de Hublle). Sa manière de l'aborder est remarquablement simple, car il se propose de construire un modèle *sans constante cosmologique.*

On peut en effet démontrer mathématiquement, à partir d'hypothèses fondamentales sur l'homogénéité et l'isotropie, de l'équation d'Einstein et des hypothèses supplémentaires

$$P = 0, \quad \Lambda = 0,$$

que tous les modèles possibles d'Univers sont déterminés lorsqu'on connaît une certaine fonction *R* (*t*) du temps *t*, et un nombre *k* qui peut être égal à + 1, à − 1 ou à 0. Le problème cosmologique, que nous avons jusqu'à présent soupçonné d'être extraordinairement compliqué à poser et à résoudre, devient donc — du moins en surface — très simple.

La fonction *R* (*t*) mesure la distance entre deux galaxies. Comme l'Univers est supposé homogène, on peut prendre n'importe quel couple de galaxies (parmi les 3 000 milliards de galaxies possibles si l'on retient l'évaluation d'Einstein). Voilà déjà une simplification remarquable. Cela dit, comment vont se comporter ces deux galaxies ? En vertu des forces de gravitation, elles s'attirent mutuellement. En conséquence, s'il n'y a aucune autre catégorie de forces qui agisse, les deux galaxies doivent s'agglomérer ; tout comme une pierre jetée en l'air retombe sur la Terre en vertu de la pesanteur terrestre. Cependant, cela ne se produit pas ; il faut donc penser — comme Einstein — qu'il y a une *expansion* de l'Univers qui combat la *gravitation.* De même, si nous lançons un projectile en lui communiquant une énergie cinétique suffisante, il pourra échapper à l'attraction terrestre. La constante Λ mesurait cette expansion dans les modèles statiques déjà étudiés. Friedmann s'en passe, et définit la situation de l'Univers par le nombre *k*. Il aboutit ainsi à trois *modèles non statiques.*

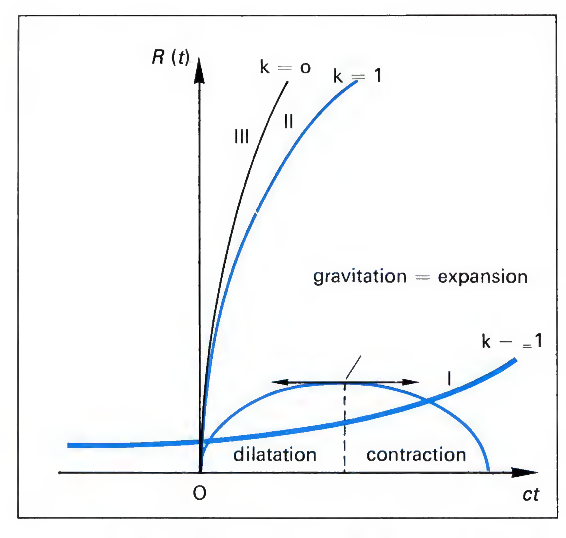
— Si $k = -1$, l'expansion l'emporte toujours sur la gravitation et la fonction *R* (*t*) est indéfiniment croissante ; l'Univers se dilate à l'infini. C'est le *modèle hyperbolique,* où les galaxies s'éloignent indéfiniment avec une énergie cinétique toujours supérieure à l'énergie de gravitation.

— Si $k = +1$, la gravitation va l'emporter sur l'expansion, c'est-à-dire la freiner, l'annuler puis se manifester par une contraction de l'Univers. C'est le *modèle elliptique.*

— Si $k = 0$, il y a aussi expansion indéfinie, mais le système est inerte (les galaxies continuent de s'éloigner à l'infini, mais elles n'ont plus d'énergie cinétique « de reste »). C'est le *modèle euclidien,* représenté par la fonction

(20) $$R(t) = \sqrt[3]{6 \pi A t^2}$$

A désignant une constante.



I - Modèle hyperbolique (k = — 1) : la courbe admet pour asymptote la droite R = t.
II - Modèle elliptique (k = + 1) : la courbe représentative est une cycloïde.
III - Modèle euclidien (k = 0).
R (t) est une exponentielle : aucun point de la courbe n'est mathématiquement différent d'un autre, il n'y a pas de singularité.

Nous n'avons pas donné l'expression de *R* (*t*) dans le cas $k = -1$ et $k = +1$, car elle fait appel à des notions mathématiques qu'il n'y a pas lieu d'expliquer ici. L'étude de la fonction *R*(*t*) montre notamment que, pour $k = +1$, l'Univers commence par se dilater (expansion), jusqu'à une valeur maximale pour laquelle l'énergie de gravitation est égale à l'énergie cinétique d'expansion, puisqu'il se contracte (décroissance de *R*) lorsque la gravitation l'emporte sur l'expansion : le modèle elliptique est un *univers oscillant.*

Les trois modèles de Friedmann ont une propriété remarquable : pour $t = 0$, on a, dans les trois cas, $R = 0$. Cela signifie qu'au temps $t = 0$ l'Univers est ponctuel (rayon nul) et de densité infinie. En mathématiques, un tel point est appelé une *singularité.* Pour un cosmologiste, cette singularité peut s'interpréter comme l' « origine de l'Univers ».

Ajoutons une remarque. Friedmann n'a pas prévu le décalage vers le rouge des galaxies, observé deux ans plus tard (en 1924) par Hubble. Cette observation imposait de rejeter les modèles statiques (en particulier celui d'Einstein) et de choisir un modèle non statique (donc l'un des trois modèles de Friedmann). En 1928, le mathématicien et astronome belge Georges Henri Lemaître construisit, à partir des équations d'Einstein, un modèle non statique d'Univers en expansion, dans lequel on devait observer le décalage dans le rouge des galaxies ; mais il ignorait que cette solution appartenait à la classe des Univers de Friedmann. En 1931, il précisait que l'état originel de l'Univers était celui d'un « atome primitif », hyperdense, dans un état instable provoquant une « explosion » qui aurait fourni à l'Univers son énergie cinétique d'expansion.

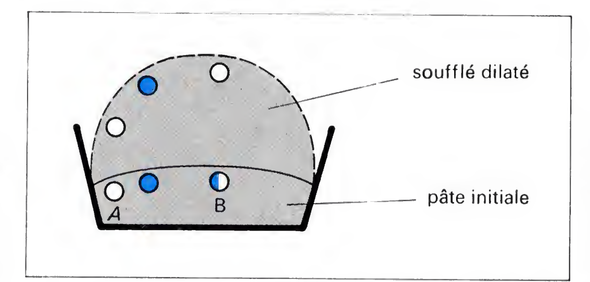
Modèles stationnaires (1935-1948). et théorie du *big bang*.

La théorie de Lemaître (atome primitif et explosion primordiale) présentait de nombreuses difficultés. En particulier, elle impliquait un certain nombre de conséquences en désaccord avec les observations. Les savants ont donc repris le problème cosomologique sous une autre forme, en utilisant une méthode de raisonnement très originale (Milne en 1935, Robertson en 1936, Bondi et Gold en 1948, Milne en 1950, Fred Hoyle en 1948). Parmi les modèles proposés, celui qui eut le plus grand succès fut le *modèle stationnaire,* défendu par Bondi, Gold et Hoyle.

Un tel modèle n'entre pas dans les catégories de Friedmann, car on ne rencontre aucune singularité. En d'autres termes, la densité d'un tel Univers reste *constante,* malgré l'expansion continue, car il y a, parallèlement, *création continue* de matière. Mathématiquement, cela donne pour *R* (*t*) une fonction exponentielle.

Il faut s'attarder davantage sur ce modèle stationnaire et l'idée d'une création continue de la matière, car ces théories ont été très à la mode il y a une vingtaine d'années et l'on a considéré, pendant longtemps, qu'elles avaient réglé une fois pour toutes l'hypothèse d'un Atome primitif et d'une explosion primordiale d'un *« big bang »* (« un gros boum ! ») comme le disent d'une façon imagée les cosmologistes modernes. En outre, c'est en confrontant le modèle stationnaire aux résultats de l'observation que nous comprendrons ses imperfections et la nécessité de retourner à une théorie du *big bang.*

● *L'Univers en expansion.* Retournons pour quelques instants à des préoccupations plus terre à terre en étudiant la recette du soufflé aux fruits confits. Pour réussir cet entremets, on mélange de la farine, du beurre fondu, du sucre, un peu de lait chaud, et, lorsque cette bouillie est terminée, on ajoute des blancs d'œufs battus en neige très ferme. On truffe ensuite cette préparation de fruits confits et on place le tout dans un four dont la température s'élève progressivement (mais assez rapidement). Si la pâte est bien réussie, si le chauffage est bien surveillé, l'air introduit dans les blancs battus en neige se dilate, le soufflé gonfle et, lorsqu'il est monté à point, on le sert et on le déguste. A mesure que la pâte augmente de volume, les fruits confits s'écartent les uns des autres ; un observateur microscopique, installé sur une cerise, par exemple, verrait tous les autres fruits s'éloigner de lui. En outre, si la pâte est bien homogène, le soufflé se dilate très régulièrement et plus la distance entre deux fruits serait grande, plus leur vitesse d'éloignement serait grande.



Les fruits s'éloignent les uns des autres au fur et à mesure que le soufflé se dilate. L'observateur placé sur le fruit coloré en bleu voit fuir les deux autres grains A et B. Le grain B étant plus éloigné de l'observateur que le grain A, sa vitesse d'éloignement est supérieure.

On peut comparer l'expansion de l'Univers à la dilatation du soufflé (Fred Hoyle, en bon Anglo-Saxon, la comparait à celle d'un pudding aux raisins). Chaque fruit représente un amas de galaxies ; la pâte pourrait être l'espace-temps ; enfin il faudrait imaginer que rien ne peut limiter la forme de notre Univers-soufflé, susceptible de se dilater à l'infini.

La fuite des galaxies découverte par Hubble et réglée par la fameuse loi de Hubble-Humason (v. p. 84) est donc une conséquence de l'expansion de l'Univers. Il faut remarquer que chaque galaxie (chaque fruit du soufflé) ne se dilate pas elle-même, ni la matière qu'elle contient. Un observateur qui se trouverait enfermé dans le grain bleu, et qui n'aurait aucune possibilité de voir (directement ou indirectement) les fruits-galaxies *A* et *B ne saurait pas,* et ne pourrait jamais savoir, que l'Univers est en expansion. C'est ce qui s'est passé jusqu'en 1924. Nos télescopes ne nous permettaient pas d'observer l'éloignement des galaxies. La galaxie d'Andromède, par exemple, nous apparaissait comme un nuage lumineux (on l'appelait, d'ailleurs, une « nébuleuse ») et ce n'est qu'en 1924, grâce au télescope géant du mont Wilson, qu'on put évaluer sa distance par rapport au système solaire et constater que cette « nébuleuse » était, en fait, une galaxie extérieure à la nôtre.

● *Densité de l'Univers.* Retournons à notre soufflé. Quand nous l'avons mis au four, il occupait un certain volume, par exemple 1 dm^3 (1 litre) ; si chaque fruit pesait 1 gramme, la « densité de matière » du soufflé (en appelant « matière » l'ensemble des fruits) était de 3 grammes pour 1 000 cm^3, c'est-à-dire de 0,003 g/cm^3.

Après dilatation, il y a toujours 3 grammes de matière, mais le volume a augmenté. Supposons qu'il ait atteint 3 dm^3. La « densité de matière » vaut, maintenant, 3 grammes pour 3 000 cm^3, c'est-à-dire 0,001 g/cm^3, soit trois fois moins que précédemment. Si l'expansion est illimitée, et si le nombre de fruits reste constant, la densité deviendra de plus en plus petite : un millionième, un milliardième, un milliardième de milliardième, etc. g/cm^3. Même remarque pour l'Univers : si la quantité de matière reste constante, la densité de l'Univers diminue à chaque instant. Hier, elle était plus grande qu'aujourd'hui, et avant-hier plus grande qu'hier, et il y a un million d'années plus grande encore... Jusqu'où pourrions-nous remonter ainsi ? Jusqu'au moment où les galaxies étaient serrées les unes contre les autres, en un « tas » unique. A ce moment, le volume de l'Univers-soufflé était très petit et sa densité extraordinairement grande : c'est l'état *hyperdense* de l'Univers. Nous sommes alors orientés vers une théorie de l'Atome primitif.

Mais il y a une autre manière de raisonner. On peut supposer que, au fur et à mesure que l'Univers se dilate, il se créée de nouveaux atomes, de nouvelles galaxies, de sorte que la densité moyenne reste constante. Avec cette hypothèse d'une *création continue* de matière, il n'y a jamais eu et il n'y aura jamais d'état hyperdense. La singularité originelle, correspondant à « l'origine de l'Univers » dans les modèles de Friedmann, n'existe plus. L'Univers a toujours été, est toujours, et sera toujours, dans un état stationnaire, et ce malgré l'expansion de l'espace-temps. Laissons la parole à Fred Hoyle :

> *« De cette manière, nous en arrivons à un Univers dans lequel les individus — les amas de galaxies — changent et évoluent avec le temps, mais qui, lui-même, ne change pas. Les vieilles questions au sujet du commencement et de la fin de l'Univers se trouvent ainsi résolues de manière surprenante, en disant qu'elles sont sans objet, pour la bonne raison que l'Univers n'a ni commencement ni fin. Chaque amas de galaxies, chaque étoile, chaque atome ont eu un commencement, mais pas l'Univers lui-même. L'Univers est quelque chose de plus que les parties qui le constituent — conclusion quelque peu inattendue, peut-être ! » (F. Hoyle,* Aux Frontières de l'astronomie, *trad. française par M. et E. Vincent, Paris, 1956.)*

● *Pour ou contre la création continue ?* Les considérations qui précèdent sont loin d'être « gratuites » ou romanesques. Le modèle stationnaire, avec création continue de matière, fondé sur une analyse de la loi de Hubble-Humason, peut être construit avec une grande rigueur mathématique, en posant certaines hypothèses complémentaires qui ne sont pas, tout compte fait, plus acceptables (ni moins acceptables) que les hypothèses conduisant à des modèles avec explosion primordiale.

On peut, certes, se demander comment se crée la nouvelle matière qui maintient constante la densité de l'Univers. Mais une question analogue se pose à propos des modèles à explosion primordiale : d'où provient la matière hyperdense qui explose ? Ce genre de question ne peut trouver de réponse, car elle ne peut même pas être formulée mathématiquement (dans le cas du soufflé, la réponse est aisée : c'est la « cuisinière » qui fait la pâte, allume le four, introduit des fruits confits dans le soufflé, en ajoute au fur et à mesure qu'il gonfle ; cette réponse n'est pas cosmologique, car il faudrait aussi dire d'où vient la pâte, d'où vient la cuisinière, etc.).

Pour trancher en faveur du modèle stationaire, il faut réunir les arguments suivants :

1 — le modèle doit rendre compte de la formation des galaxies et de la loi de Hubble-Humason ;

2 — il doit, en conséquence, être en accord avec les observations relatives au dénombrement des galaxies et à leur répartition dans l'espace-temps ;

3 — il ne doit pas être infirmé par des observations nouvelles incompatibles avec l'idée d'une création continue.

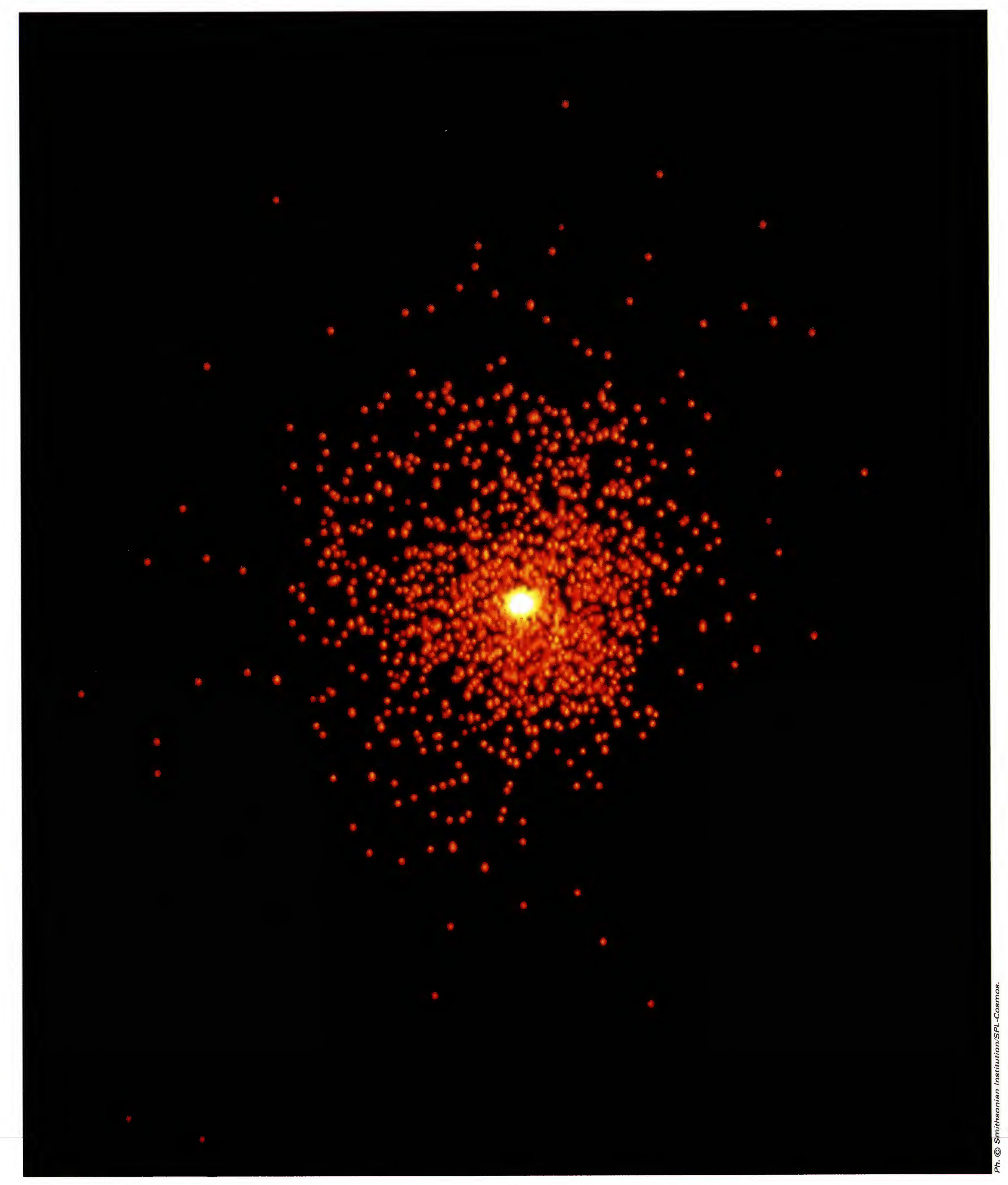
Jusqu'au début des années 60, ces trois catégories de conditions étaient réalisées et le modèle stationnaire semblait devoir recueillir tous les suffrages. Mais, depuis cette époque, des faits nouveaux sont apparus. En utilisant les grands radiotélescopes décrits pages 40 à 43, on a découvert de nouveaux individus astronomiques grâce aux ondes hertziennes qu'ils émettent : les radiosources. Certaines d'entre elles se comportent « normalement » : leur intensité et leurs longueurs d'onde sont en accord avec les lois qui régissent l'intensité et les longueurs d'onde des ondes lumineuses émises par les astres « visibles » (par un œil humain ou par une plaque photographique). Leur existence n'est donc pas en contradiction avec le modèle stationnaire. Mais il existe trois catégories de phénomènes astronomiques absolument « anormaux » :

— la répartition des radiosources n'est pas en accord avec l'hypothèse d'une création continue (premières observations faites par Ryle et Scheuer en 1955) ;

— les quasars (découverts en 1963 ; v. p. 97), objets extragalactiques présentant un très grand red shift, donc très éloignés de nous, et dont la vitesse de récession peut approcher celle de la lumière ;

— le rayonnement thermique qui remplit l'Univers. (L'existence de ce rayonnement a été proposée comme une hypothèse par Gamow en 1946 et vérifiée expérimentalement en 1965 par les Américains Penzias et Wilson.)

L'existence de ces trois catégories de faits impose de renoncer, comme on va le voir, au modèle stationnaire de Hoyle et de retourner aux modèles à explosion primordiale, c'est-à-dire à la théorie du *big bang* primitif.



Ph. © Smithsonian Institution/SPL-Cosmos.

La galaxie de Seyfert NGC 1275, au centre de l'amas de Persée. Il suffit d'observer le cliché pour constater qu'il se produit des événements énergétiques considérables dans son noyau, mais quels sont-ils ? Les filaments de matière qu'on aperçoit sont-ils éjectés à la suite d'explosions gigantesques, ou s'agit-il de matière aspirée par accrétion ?... Ou bien est-on en présence de la superposition de deux images, celle d'une galaxie de Seyfert et celle d'une galaxie spirale ?

Mais ces modèles ne sont plus uniquement théoriques ; ils sont suggérés par l'observation et relèvent, par conséquent, de la cosmologie observationnelle, qui devient ainsi une branche de l'astrophysique.

La cosmologie d'observation.

Le dénombrement des radiosources.

En 1955, sir Martin Ryle et Scheuer entreprirent de recenser les radiosources connues, et qui figuraient dans le catalogue de Cambridge connu sous le nom de *Catalogue* 2 *C* en tenant compte de la densité du flux (d'ondes radio) reçu par un radiotélescope fonctionnant sur une longueur d'onde donnée.

● *Longueurs d'onde.* On sait que les ondes hertziennes qui se propagent dans l'espace à la vitesse *c* de la lumière sont caractérisées par leur longueur d'onde λ ou par leur fréquence *f*, liée à λ par la relation :

$$\lambda = \frac{c}{f'} \left(\text{d'où } f = \frac{c}{\lambda}\right)$$

avec c = 300 000 km/s = 30 000 000 000 cm/s.

Lorsque vous écoutez une chansonnette sur votre « transistor », vous recevez dans les circuits du récepteur des ondes hertziennes de longueur d'onde λ de l'ordre de quelques centaines de mètres (*ondes hectométriques,* ou « ondes moyennes »), ou supérieure à 1 000 m (*ondes kilométriques,* ou « grandes ondes »). Vous pouvez aussi vous amuser à capter les « ondes courtes », qui sont des *ondes métriques* (λ de l'ordre du mètre). Les ondes utilisées par la télévision sont très courtes, puisque leur λ est de l'ordre de quelques dizaines de centimètres (ondes décimétriques). Les ondes centimétriques et millimétriques sont utilisées dans les radars. Lorsqu'une onde électromagnétique possède un λ inférieur à 1 mm, elle cesse d'être dite « hertzienne », c'est une *radiation infrarouge.*

Au lieu de parler en « longueurs d'onde », on peut caractériser un rayonnement par sa fréquence *f*. Prenons le cas d'une onde centimétrique λ = 5 cm ; on aura :

$$f = \frac{c}{\lambda} = \frac{30\,000\,000\,000}{5} = 6\,000\,000\,000.$$

L'unité de fréquence est le *hertz ;* une onde hertzienne de λ = 5 cm a donc une fréquence de 6 000 millions de hertz. Habituellement, un million de hertz se nomme un mégahertz, et s'écrit en abrégé, *MHz.* Nous dirons donc que f = 6 000 *MHz.*

Le *red shift* est une augmentation de la longueur d'onde émise, c'est-à-dire une diminution de la fréquence d'émission.

● *La courbe log N – log S.* Cette expression ne doit pas effrayer le non-mathématicien. Nous allons l'expliquer simplement.

Supposons que nous réglions un radiotélescope sur la fréquence f = 408 *MHz* et que nous recensions toutes les radiosources extérieures à notre Galaxie, ou supposées telles. Il est bien évident que nous n'allons pas recevoir toutes les émissions de la même façon. De même, avec notre « transistor », nous recevons « bien » les émissions des postes émetteurs voisins du lieu d'écoute ou suffisamment puissants pour être captés, et nous recevons « mal » d'autres émetteurs, lointains ou peu puissants. En radioastronomie, les émetteurs sont les radiosources, les récepteurs des radiotélescopes et les « oreilles » des appareils enregistreurs très perfectionnés. Ces appareils permettent de mesurer une grandeur *S* appelée *desnité de flux,* caractérisant la « bonne » ou la « mauvaise » émission.

Ryle et Scheuer ont cherché à dénombrer le nombre *N* de radiosources émettant, par exemple, sur f = 504 *MHz*, fournissant une densité de flux égale ou supérieure à S = 1 unité de densité de flux et continuer dans une certaine région de l'espace (plus précisément : dans un angle solide mesurant 1 stéradian). Ils ont ainsi trouvé, par exemple, N = 1 000. Puis ils ont fait le même dénombrement pour N = 10, et ont trouvé (toujours grossièrement) N = 25, etc. Ils ont ensuite porté ces résultats sur un graphique. Mais comme les grandeurs mesurées se prêtent mal à une représentation graphique, ils ont remplacé les nombres qui les mesurent par leurs logarithmes. Ainsi, au lieu de marquer :

$S = 0{,}01 \quad S = 0{,}1 \quad S = 1 \quad S = 10 \quad S = 100$

ils ont marqué :

$\log S = -2 \quad \log S = -1 \quad \log S = 0 \quad \log S = 1 \quad \log S = 2$

et procédé de la même façon en remplaçant *N* par log *N.* (L'avantage d'une représentation logarithmique est le suivant : en prenant le centimètre pour représenter 1 unité de densité de flux, et en partant de S = 0, le point figuratif de S = 0,1 serait à 0,1 mm de l'origine, et le point figuratif de S = 100 à 1 m ; en revanche, log 0,01 est représenté par un point d'abscisse – 2, et log 100 par un point d'abscisse + 2. Enfin les relations logarithmiques donnent des courbes « simples » comme on va le voir ci-dessous.)

Restait à comparer ces résultats avec la distribution théorique des radiosources prévue d'après le modèle stationnaire. Cette prévision était la suivante :

1 — Dans l'hypothèse d'un Univers statique (c'est-à-dire *sans* red shift) on doit obtenir la relation :

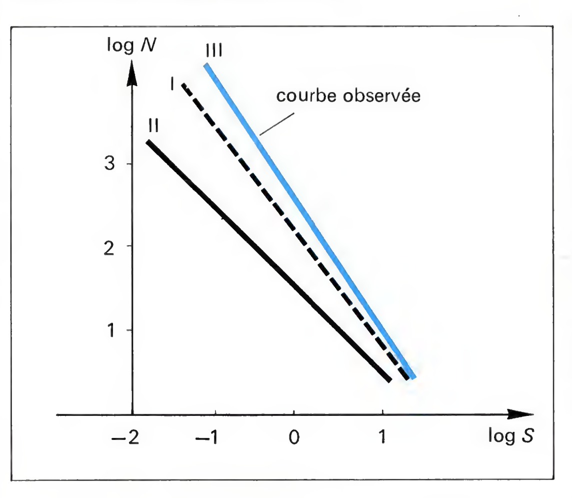
$$N \text{ proportionnel à } S\ \frac{3}{2},$$

soit : $\log N - \log S = -1{,}5$

avec un système convenable d'unités. En d'autres termes le graphique de log *N* – log *S* est une droite de pente égale à – 1,5.

2 — S'il y a *red shift,* donc expansion, le nombre de radiosources ayant un *S* donné va être diminué. Dans l'hypothèse d'un Univers en évolution sans création continue, cette diminution sera importante ; dans un modèle stationnaire elle sera moindre, mais elle existera quand même. Par conséquent la droite « théorique » qu'on devrait obtenir pour représenter log *N* – log *S* devrait être de pente supérieure à – 1,5 m, si l'on préfère raisonner sur des valeurs absolues, de pente absolue |a| *inférieure* à 1,5 (moins inclinée sur l'axe des abscisses).

Or il n'en est rien. Le résultat est même particulièrement surprenant : la pente de log *N* – log *S* pour f = 408 *MHz* est égale à – 1,8 ; la droite représentative est plus inclinée sur l'axe des abscisses que la courbe théorique (voir figure ci-dessous). Et il en est de même pour les autres fréquences étudiées.



Courbes log N – log S (allures pour f = 408 MHz). I - courbe théorique sans red shift (Univers statique); pente - 1,5 . II - courbe théorique avec red shift dans un Univers stationnaire, avec création continue de matière; |a| < 1,5. III - courbe obtenue par Ryle et Scheuer; pente = – 1,8.

● *Discussion.* Appelons **F** le partisan d'un modèle stationnaire et **M** son adversaire. Voici — à peu près — le dialogue qui s'établit.

M. — La courbe III montre que le modèle stationnaire est à rejeter, puisqu'il n'est pas compatible avec les données de l'observation.

F. — Pourquoi ?

M. — Parce que, pour expliquer l'effet apparemment anormal du red shift (la pente plus raide de la courbe III ci-dessus), il faut supposer que, dans le passé, les radiosources étaient plus intenses, intrinsèquement (donc plus denses) que maintenant. Or, dans l'hypothèse d'une création continue de matière, la densité des radiosources ne devrait pas avoir diminué dans le temps. Donc l'hypothèse est fausse.

F. — Mais ne pourrait-on « corriger » les observations en faisant une hypothèse supplémentaire : les radiosources dénombrées appartiendraient à deux catégories (deux populations) :

— celles qui sont extragalactiques, et dont la densité (et l'intensité intrinsèque) n'a pas varié, conformément au modèle stationnaire,

— des radiosources provenant d'étoiles appartenant à notre Galaxie (c'est-à-dire des radiosources *locales* et non cosmologiques) qui peuvent parfaitement avoir une intensité intrinsèque considérable sans que cela contredise l'hypothèse stationnaire, puisque, dans cette hypothèse, c'est la densité des galaxies dans l'Univers qui reste constante, l'intérieur des galaxies pouvant varier de façons très diverses.

M. — C'est en effet une manière de « sauver » l'Univers stationnaire ; et nous savons même, depuis 1963, qu'il y a bien deux populations de radiosources, les unes, « faibles », à petit red shift (les radiogalaxies traditionnelles) et les autres « fortes », à très grand red shift. Mais les objets de cette deuxième population, qui influent évidemment sur le diagramme de Ryle-Scheuer, ne sont pas locaux (c'est-à-dire intérieurs à notre Galaxie). Ils sont, eux aussi, extragalactiques, et animés de vitesses de récession considérables (80 % de la vitesse de la lumière !). Ces objets sont les *quasars.*

F. — Mais ne pourrait-on penser que les quasars sont des objets ayant appartenu à notre Galaxie (donc locaux), et ayant été éjectés avec la vitesse 0,8 *c* à la suite d'une explosion violente dans notre Galaxie ?

M. — Évidemment, cela réglerait la question des quasars. D'ailleurs, de nombreux chercheurs ont tenté de répondre ainsi aux questions que posaient ces nouveaux êtres astronomiques. Il faut avouer que ce genre d'explication méritait d'être tenté : les quasars sont des radiosources tellement puissantes qu'on pouvait en effet penser qu'ils avaient fait partie de notre Galaxie. Malheureusement, cette hypothèse est maintenant hors de question : on est certain que ce sont de véritables objets extragalactiques.

F. — Dans ces conditions, il ne reste plus d'arguments en faveur du modèle stationnaire.

M. — Et c'est pourquoi...

F. et **M.** (en chœur) — ...il ne reste plus qu'à reprendre la vieille idée de Gamow (1948), celle d'une explosion primordiale, d'un *big bang* initial.

Les quasars et le rayonnement thermique de 3 °K

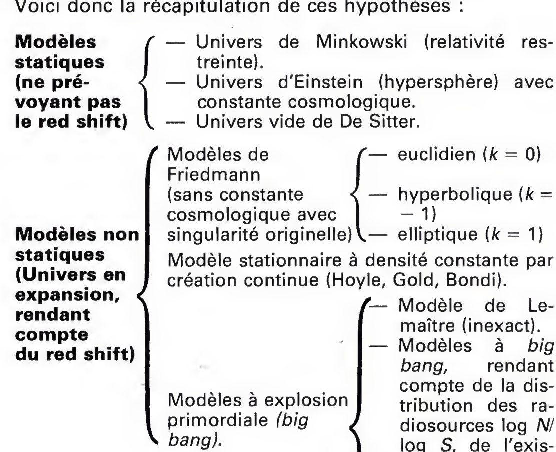
Nous avons étudiés les quasars p. 97. Il est inutile d'y revenir ici. Retenons qu'il s'agit d'objets à très grand *red shift,* donc très éloignés de nous, de dimensions très petites (mille fois plus petits que les galaxies « normales ») et source d'une énergie intense puisque, malgré leur éloignement et leur petitesse, nous en recevons le rayonnement. Pour différentes raisons, on est amené à penser que les propriétés intrinsèques des quasars ont varié dans le temps. Cela suffit à condamner le modèle stationnaire.

La découverte du rayonnement thermique de 3 °K, dont nous avons parlé p. 87, peut servir de fondement à un autre argument excluant le modèle stationnaire. Il peut être en effet interprété comme l'énergie rayonnante qui subsiste après l'explosion primordiale (le *big bang*), comme nous l'expliquons ci-après.

Conclusion : l'histoire (?) de l'Univers.

Récapitulation.

Le chemin parcouru depuis le début de ce siècle est considérable. Si l'on s'en tient aux principaux modèles élaborés par les astrophysiciens et les physiciens depuis les découvertes einsteiniennes, on peut les classer en deux catégories, selon qu'ils rendent compte du *red shift* (c'est-à-dire de la loi de Hubble-Humason) ou non. Les premiers (modèles statiques) doivent être écartés, puisqu'ils sont en désaccord avec l'expérience. Les seconds, *stationnaires* en admettant l'idée d'un *big bang,* ont donné lieu aux discussions résumées précédemment. Voici donc la récapitulation de ces hypothèses :



Modèles statiques (ne prévoyant pas le red shift)
- Univers de Minkowski (relativité restreinte).
- Univers d'Einstein (hypersphère) avec constante cosmologique.
- Univers vide de De Sitter.

Modèles non statiques (Univers en expansion, rendant compte du red shift)
- Modèles de Friedmann (sans constante cosmologique avec singularité originelle)
  - euclidien (k = 0)
  - hyperbolique (k = – 1)
  - elliptique (k = 1)
- Modèle stationnaire à densité constante par création continue (Hoyle, Gold, Bondi).
- Modèles à explosion primordiale *(big bang).*
  - Modèle de Lemaître (inexact).
  - Modèles à *big bang,* rendant compte de la distribution des radiosources log *N*/log *S*, de l'existence des quasars et du rayonnement thermique de 3 °K du fond du ciel.

Le *big bang* et l'expansion de l'Univers.

● *Matière et énergie.* Lorsqu'un rayonnement atteint une énergie suffisante il se transforme en une *paire* de particules de charges opposées ou toutes deux neutres, conformément à la relation d'Einstein :

$$E = mc^2$$

(E = énergie ; c = vitesse de la lumière ; m = masse produite). Chaque *paire* comprend une *particule* et une *antiparticule*. L'énergie nécessaire est souvent mesurée en *électrons-volts* (*eV*) ; on a :

$$1\ eV = 1{,}6 \times 10^{-19} \text{ joules} = 1{,}6 \times 10^{-12}\ CGS.$$

cette énergie est proportionnelle à la température absolue T, selon la relation :

$$E = k\,T$$

k est la constante de Boltzman, elle vaut $1{,}38 \times 10^{-16}$ dans le système *CGS* d'unités.

Ainsi, pour créer une paire de protons (1 proton positif et 1 proton négatif), il faut une énergie :

$$E = 2 \text{ milliards d'}eV = 3 \times 10^{-3}\ CGS$$

ou encore une température T °K telle que $E = kT$, soit :

$$T = 10^{13}\ °\text{K}$$

(10 000 milliards de degrés K).

Si la température est juste atteinte, les particules se transforment immédiatement en rayonnement. Si elle est supérieure, le couple de particules est donc d'énergie cinétique et les deux particules s'éloignent l'une de l'autre.

En partant de la densité de matière actuelle et de la température actuelle correspondant au rayonnement thermique (T de l'ordre de 3 °K), on peut remonter de proche en proche les étapes de formation de la matière.

1 — Il y a eu une singularité originelle, correspondant à un état ponctuel et à une densité infinie de l'Univers. Le « commencement » de l'Univers correspond à une explosion primordiale.

2 — Pendant les cent premières *nanosecondes* du *big bang* (1 nanoseconde = 1 millionième de seconde, soit 10^{-9} seconde), la température T reste supérieure à 10^{13} °K. A cette température, l'Univers est composé de rayonnement gamma et de particules lourdes, comme les protons, formées selon la loi $E = kT = mc^2$. Ces particules sont les *protons* positifs et négatifs et les *mésons* (mésons π et mésons K). Cette classe de particules s'appelle classe des *hadrons* (du grec *hadros* = « fort », parce qu'elles sont susceptibles d'interactions fortes) : nous sommes alors dans la *phase des hadrons*. Entre T = 14 °K et T = 13 °K, une faible partie des protons (positifs ou négatifs) et des neutrons voit leur énergie cinétique diminuer jusqu'à des valeurs très voisines de zéro ; ils sont alors « immobilisés » loin de toute antiparticule et deviennent la *matière* de l'espace, matière que nous retrouvons aujourd'hui, diluée par l'expansion, avec une *densité de matière* actuelle de 2×10^{29} g/cm^3. Toutes les autres particules s'annihilent et retournent au rayonnement.

3 — Entre $T = 10^{13}$ °K et $T = 5 \times 10^9$ °K (5 milliards de °K), la température n'est plus suffisante pour qu'il y ait création de particules lourdes. En revanche, il peut se former des particules légères ou *leptons* (*leptos* = « mince »), à savoir les électrons positifs et négatifs et les mésons : c'est la *phase des leptons*. Au début de cette phase, les leptons sont animés de vitesses voisines de celle de la lumière (électrons dits *relativistes*) qu'il conserve jusqu'à $T = 10^{10}$ °K (10 milliards de degrés K). A ce moment la plupart des leptons s'annihilent et retournent au rayonnement, à l'exception d'une petite partie d'entre eux qui vont « rejoindre » les protons et augmenter ainsi la quantité de matière dans l'espace, donc sa densité (néanmoins, il ne faut pas oublier que la masse de l'électron est près de 2 000 fois plus petite que celle du proton ; l'augmentation de matière est donc très faible, de l'ordre de 0,05 %). La phase des leptons se termine 1 seconde après le début du *big bang*, elle a donc duré 999 999 900 nanosecondes.

4 — Entre $T = 5.10^9$ °K et T = 1 000 °K, il ne se produit plus de matière. L'Univers comprend donc du rayonnement (à la température T) et la matière formée aux deux phases précédentes (protons, neutrons, électrons pour l'essentiel, ainsi que neutrinos et antineutrinos). Les protons et les neutrons se groupent et forment les premiers noyaux atomiques. Le premier noyau formé est un atome d'hélium (2 protons) à la température de 10^9 °K ; l'hélium se forme durant les 99 premières secondes de la phase (c'est-à-dire dans les 100 premières secondes qui suivent le *big bang*). Lorsque T atteint 10^8 °K (700 s après le *big bang*), tous les noyaux atomiques formant la matière actuelle de l'Univers sont formés (ces réactions sont de types thermonucléaires) ; mais la matière reste à l'état *ionisé* tant que la température est supérieure à 10 000 °K. Cette quatrième phase se termine avec T = 1 000 °K, soit au bout de 100 000 ou 1 million d'années ; on l'appelle la *phase de rayonnement :* la matière et le rayonnement sont en équilibre.

5 — Avec T inférieur à 1 000 °K, nous entrons dans la *phase stellaire,* qui est celle où nous nous trouvons actuellement. Les atomes, au début de cette phase, qui a commencé il y a 10 milliards d'années, sont neutres et isolés dans l'espace. Ils se groupent au hasard des fluctuations, par liaisons gravitationnelles, tandis que se poursuit l'expansion de l'Univers, donnant naissance, en quelques centaines de millions d'années, aux galaxies et aux étoiles dans ces galaxies . Dans ces condensations *locales* de matière, la température peut s'élever sous l'effet de phénomènes *locaux* (et non plus cosmiques) et atteindre 10 000 °K (ionisation de la matière), ou 1 milliard de degrés K (fission de la matière), ou même les températures auxquelles se créent les paires d'électrons (5×10^9 °K) et de protons (10^{13} °K) qui se brisent eux-mêmes en *quarks* lorsque T devient supérieur à 10^{13} °K. Ces élévations locales de température s'observent fréquemment dans la direction d'une étoile ou d'une galaxie particulière, mais le rayonnement correspondant n'est pas isotrope : il n'a lieu que dans cette direction privilégiée et n'a rien à voir avec le rayonnement primordial, ou du moins ce qui en reste, qui a fait suite au *big bang.*

Ce reste d'énergie rayonnante, on le recueille dans toutes les directions (preuve de son isotropie) : c'est le rayonnement thermique de 3 °K dont nous avons déjà parlé.



Ph. Jeanbor © Photeb

Les astronomes musulmans utilisaient des globes célestes sur lesquels ils plaçaient les constellations, repérées dans un système de coordonnées équatoriales. La Terre — centre de l'univers pour l'astronomie stellaire — réduite à un point géométrique est au centre de cette sphère turque du XVIIIe siècle (objet photographié à l'Institut du Monde Arabe, à Paris).

Conclusion.

La synthèse que nous venons d'esquisser nous renseigne sur l'existence d'un *big bang* primordial et sur les événements successifs qui ont marqué l'expansion de l'Univers. De nombreuses questions restent maintenant à poser. En particulier il serait intéressant de comprendre comment les choses se sont passées à l'échelle des galaxies : comment expliquer que la matière, créée au cours des 700 premières secondes de la vie de l'Univers, se soit concentrée dans les galaxies, très éloignées les unes des autres au moment où elles se sont formées ? La matière, dont nous avons l'expérience, par exemple dans notre galaxie, comporte des noyaux atomiques à protons positifs et neutrons, accompagnés d'électrons négatifs ; mais, lorsqu'on réalise des expériences de matérialisation avec les accélérateurs de particules, on obtient, en égales proportions, de la matière et de l'antimatière (l'antimatière est composée de noyaux à protons négatifs et d'électrons positifs) : en est-il de même dans l'Univers ? Quelle est la « forme » de l'espace : est-il fermé ou ouvert, fini ou infini ? etc.

Mais, bien que tout cela soit, pour l'instant, inconnu, nous pouvons nous réjouir d'avoir résolu — du moins dans ses grandes lignes — le problème du *temps.* Nous sommes à peu près certains de l'existence d'une explosion primordiale. Bien plus : le rayonnement de cette explosion n'est pas totalement épuisé. Il se répand encore dans toutes les directions de l'Univers sous forme d'ondes centimétriques (le rayonnement 3 °K). Si, ce soir ou demain, vous recevez quelques « parasites » sur votre poste de télévision, c'est-à-dire des ondes hertziennes de quelques centimètres ou dizaines de centimètres de longueurs d'onde, il y aura certainement, parmi eux, quelques éléments du rayonnement de l'explosion primordiale qui eut lieu il y a 10 à 20 milliards d'années.

LA PLANÈTE TERRE

LA TERRE ET L'ATMOSPHÈRE.

La Terre dans le système solaire.

Situation.

On sait déjà que l'orbite terrestre est située entre les orbites de Vénus et de Mars, que son excentricité est faible et que la distance moyenne Terre-Soleil est de 149 millions de kilomètres. L'inclinaison de l'axe de rotation de la Terre par rapport à son axe de révolution (23° 27′) est la cause des saisons et de l'inégalité des jours et des nuits à la surface de notre globe ; la rotation de la Terre sur elle-même a pour effet le mouvement diurne, mouvement apparent des astres autour de la Terre. La Terre a un satellite, la Lune, qui, en attirant la masse d'eau qui recouvre le globe, provoque les marées. Nous préciserons les grandeurs principales relatives à la planète terrestre dans les paragraphes qui suivent ; auparavant, voici une liste des dimensions moyennes qu'il faut connaître :

Distance Terre-Soleil......	149 600 000 kilomètres
Distance Terre-Lune......	384 000 kilomètres
Rayon terrestre..........	6 370 kilomètres
Densité (eau = 1)........	5,5
Masse totale	6×10^{27} grammes
Masse comparée à celle de la Lune	81,30
Masse comparée à celle du Soleil	$\frac{1}{333\,442}$
Parallaxe solaire	8″,94
Durée du mouvement diurne	23 h 56 m 4 s, 90
Période de révolution autour du Soleil.............	365,25 jours

Autour de la Terre, sur une distance d'environ mille kilomètres, s'étend une enveloppe gazeuse : l'*atmosphère.* Au-delà de 50 km d'altitude, les molécules gazeuses commencent à *s'ioniser,* c'est pourquoi on distingue deux couches dans l'atmosphère :

— la *neutrosphère* (de 0 à 50 km) ;
— l'*ionosphère,* au-delà de 50 km.

Comment prouver que la Terre tourne sur elle-même.

La Terre tourne sur elle-même en un peu moins de 24 heures ; cette affirmation est loin d'être une « évidence » ; en effet, nous ne sentons pas la Terre tourner, et nous avons l'impression que ce sont les étoiles et les différents astres qui tournent autour de nous (mouvement diurne). Quelles sont donc les preuves du mouvement de rotation de la Terre sur elle-même ?

● *Première raison :* nous savons que les étoiles sont à des distances considérables de la Terre ; si la Terre était fixe, elles seraient soumises à des forces centrifuges énormes, et il est *plus simple* de penser que c'est la Terre qui tourne sur elle-même et les étoiles qui sont immobiles.

● *Deuxième raison :* nous faisons souvent des expériences analogues à celles que décrit Galilée dans les *Dialogues sur les deux systèmes du monde :*

> *... cent fois, assis dans ma cabine, je me suis posé la question : bougeons-nous ou restons-nous immobiles? Parfois, perdu dans une méditation, je m'imaginais que le navire marchait dans une certaine direction, alors qu'il allait en sens inverse. C'est pourquoi... je suis tout à fait convaincu que les prétendues démonstrations à prouver l'immobilité de la Terre sont dépourvues de toutes valeurs.*

● *Troisième raison :* déviation de la trajectoire d'un mobile en chute libre. On sait que lorsqu'un avion lâche une bombe, celle-ci tombe non pas à la verticale du point de lancement de l'avion, mais qu'elle reste constamment sous l'avion, si celui-ci est animé d'un mouvement rectiligne uniforme et si l'on peut négliger la résistance de l'air. De même, considérons la chute d'un corps tombant du sommet de la tour Eiffel ; ce point étant à 300 mètres au-dessus du sol, si la Terre tourne de l'est vers l'ouest, doit se déplacer plus vite que la base de la tour, puisque celle-ci est plus proche du centre de la Terre que le sommet. Comme le corps lancé du haut de la tour Eiffel conserve, pendant sa chute, la composante horizontale de la vitesse v du sommet, il va donc, tout en tombant, se déplacer plus vite que le pied de la tour, et sa trajectoire sera déviée vers l'est ; si l'on désigne par v' la vitesse du pied de la tour Eiffel, la déviation du point de chute vers l'est sera, si la chute dure t secondes :

$$(v - v')t$$

Une expérience de ce genre est très difficile à réaliser, car la déviation vers l'est est de l'ordre du centimètre, et la résistance de l'air masque le phénomène.

● *Quatrième raison :* expérience du pendule de Foucault (1850). Lorsqu'un pendule oscille, il reste toujours dans le même plan d'oscillations ; si donc l'on fixe un très long pendule en un point 0 et qu'on munisse la masse pesante de ce pendule d'un petit stylet susceptible d'inscrire la trace du pendule dans du sable posé sur le sol, en 24 heures, le sable, entraîné par le mouvement de rotation de la Terre, aura changé de position par rapport au plan du pendule et la trace du pendule dans le sable se déplacera. C'est bien ce qu'a constaté Foucault en réalisant cette expérience avec un pendule géant accroché sous la coupole du Panthéon.

Durée de la rotation de la Terre.

En principe, la Terre tourne sur elle-même en 23 heures 56 minutes 4,90 secondes. En réalité, le mouvement de la Terre est inégal ; le frottement des marées dans les mers peu profondes ralentit ce mouvement de rotation, et il en résulte une augmentation de la durée du jour de $\frac{164}{100\,000}$ de seconde par siècle. En outre, sous l'effet de causes géophysiques encore inexpliquées, on constate des variations irrégulières et imprévisibles du mouvement de la Terre, qui sont de l'ordre de quelques millièmes de secondes (en plus ou en moins) chaque année : c'est ainsi que vers 1900, par exemple, la durée du jour a augmenté de $\frac{36}{10\,000}$ de seconde. Il faut enfin ajouter à ces variations des variations saisonnières : la Terre tourne plus lentement au printemps qu'en automne. Ce sont ces variations de la durée de rotation de la Terre sur elle-même qui intersisent d'utiliser ce phénomène pour définir l'unité de temps.

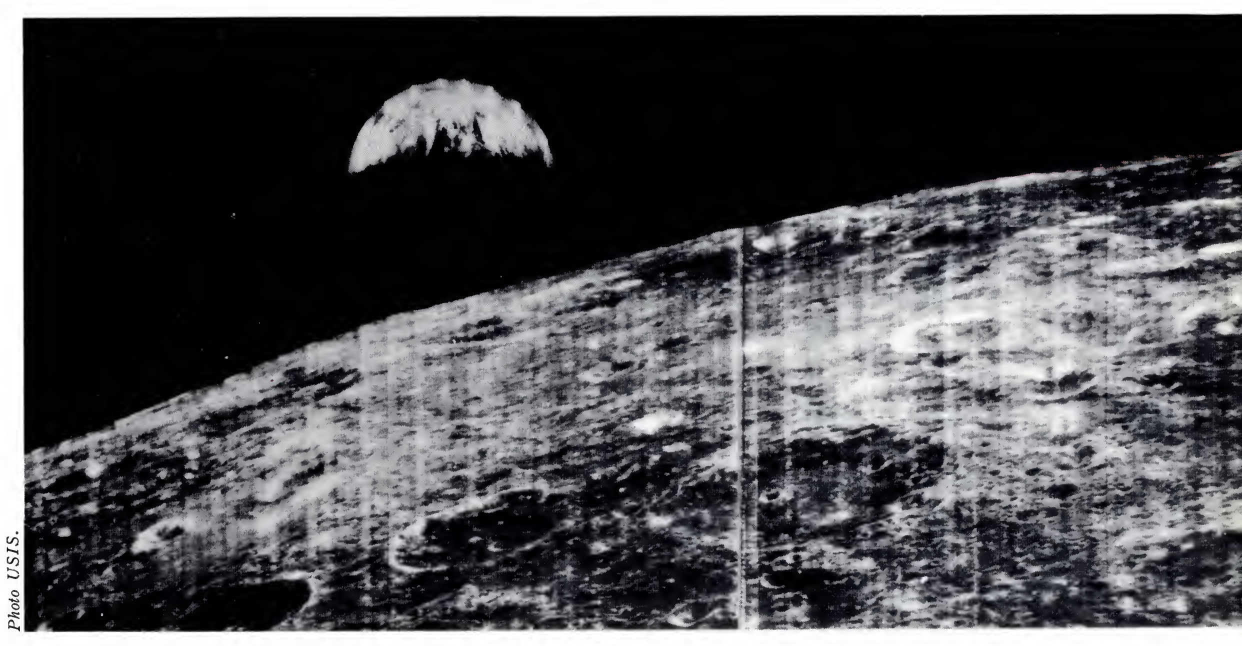
Comment prouver que la Terre tourne autour du Soleil.

Comme toutes les planètes, la Terre tourne autour du Soleil selon les lois de Kepler en vertu de l'attraction universelle, ainsi que nous l'avons expliqué p. 44. Trois constatations concourent à prouver le mouvement de la Terre autour du Soleil : nous les citerons chronologiquement :

● *Première raison :* l'aberration, découverte en 1727 par Bradley (v. p. 24).

● *Deuxième raison :* l'effet parallactique qui modifie notre vision des étoiles (v. p. 25).

● *Troisième raison :* l'effet Doppler-Fizeau (1842-1848). Les étoiles situées dans le plan de l'orbite terrestre ont un spectre décalé périodiquement, ce qui correspond à un déplacement de la Terre par rapport à elles.



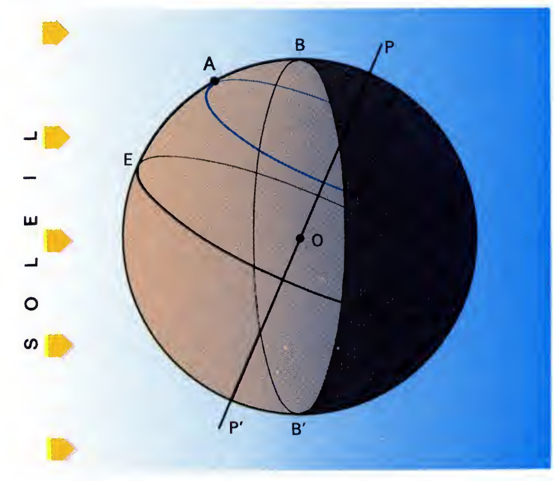
Le « clair de Terre »
Première photographie de la Terre prise à proximité de la Lune par le vaisseau spatial « Orbiter I ».

Les caractéristiques du mouvement de translation de la Terre autour du Soleil ont été étudiées avec le système solaire (v. p. 44 et p. 63) ; l'existence d'une orbite elliptique inclinée sur le plan de l'équateur est à l'origine des saisons et de l'inégalité des jours et des nuits.

● On appelle saison l'intervalle de temps qui sépare deux passages successifs du Soleil aux équinoxes et aux solstices. Comme l'orbite terrestre est elliptique, et non pas circulaire, les quatre saisons sont de durées inégales :

Saisons	Durée moyenne
Printemps	92 jours 20 heures
Été................	93 jours 15 heures
Automne	89 jours 19 heures
Hiver	89 jours

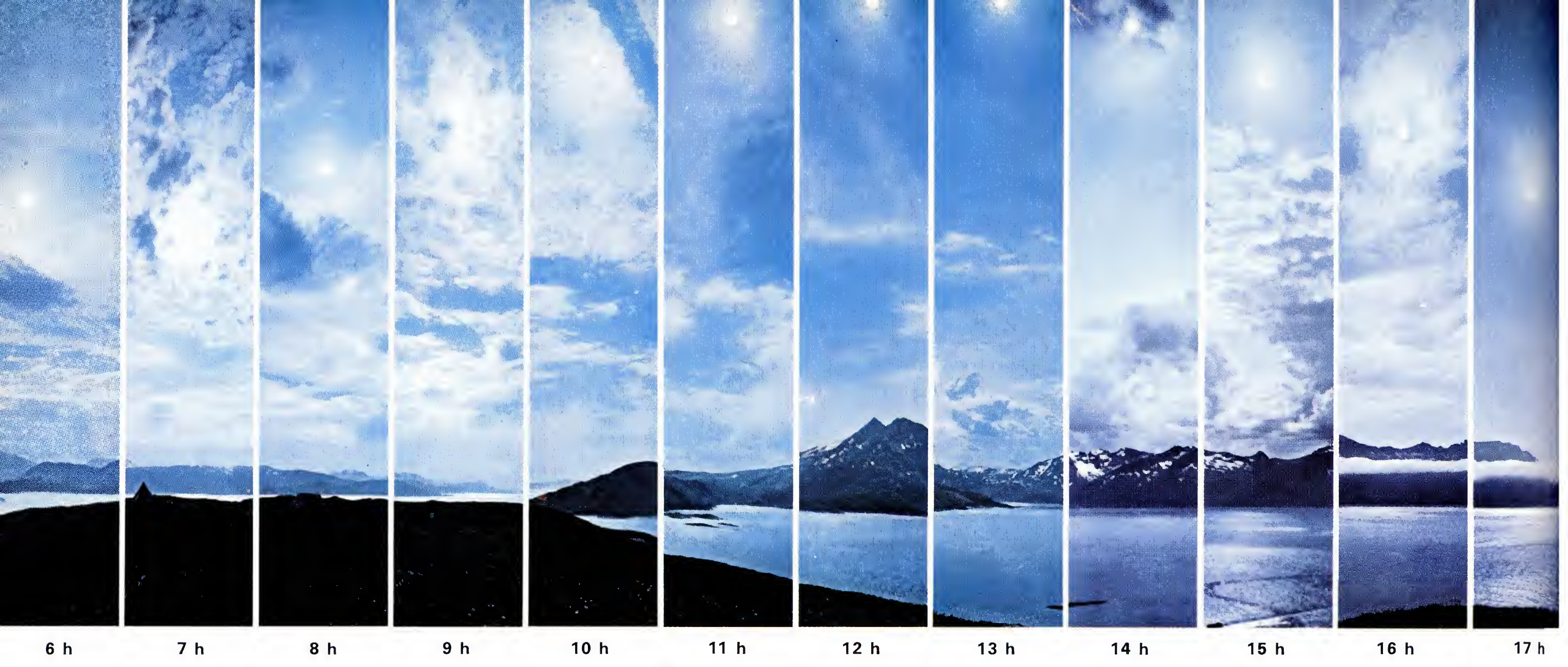
● L'inclinaison de l'orbite sur l'équateur explique l'inégalité des jours et des nuits, comme le montre la figure suivante :



L'inégalité des jours et des nuits.

Le grand cercle B B′ divise le globe terrestre en deux hémisphères, l'un éclairé et l'autre obscur ; l'axe P P′ fait avec la ligne des pôles P P′ l'angle ε = 23°27′. Il en résulte que le point A, par exemple, reste moins longtemps dans la zone éclairée que le point E lors de la rotation de la Terre sur elle-même autour de l'axe P P′ : les durées du jour et de la nuit dépendent donc de la latitude. D'autre part, à un autre moment de l'année, en raison de la révolution de la Terre autour du Soleil, le point B B′ sera orienté différemment : le point A restera donc plus (ou moins) longtemps dans la zone éclairée.

A la révolution de la Terre autour du Soleil est liée la notion d'année ; les problèmes soulevés par la mesure du temps seront étudiés p. 127.



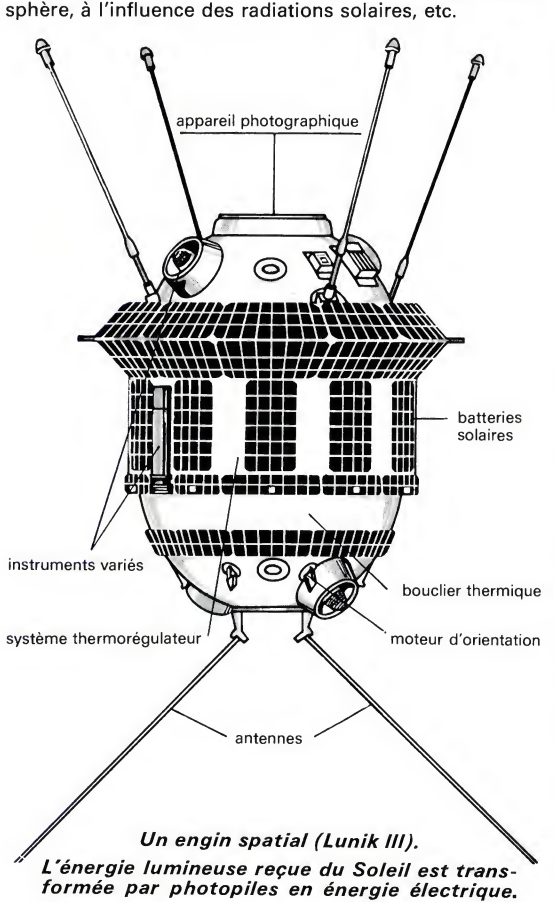
Le mouvement apparent du Soleil le jour du Solstice d'été dans les régions arctiques. Ces photographies ont été prises du même point à une heure d'intervalle, en faisant tourner chaque fois l'appareil de 15°. A minuit, au lieu de s'enfoncer derrière l'horizon, le Soleil reprend sa course.

La Terre et ses environs.

La conquête de l'atmosphère.

L'enveloppe gazeuse que représente l'atmosphère terrestre joue un rôle fondamental relativement aux conditions de vie sur notre globe (présence d'oxygène, protection contre les radiations extra-terrestres) ; l'étude détaillée des régions de l'atmosphère est faite p. 119. Ci-contre un résumé historique de la conquête scientifique de ce proche voisinage de la Terre.

Depuis les premières découvertes d'*Explorer I,* dont il sera question plus bas, nos connaissances sur l'atmosphère terrestre se sont considérablement accrues, puisque l'étude des zones les plus hautes peut maintenant se faire « sur place » ; c'est aux admirables progrès de l'astronautique depuis moins de 10 ans qu'on doit les découvertes relatives aux *ceintures de radiations* (dites aussi *ceintures de Van Allen*), à l'ionisation de l'atmosphère, à l'influence des radiations solaires, etc.

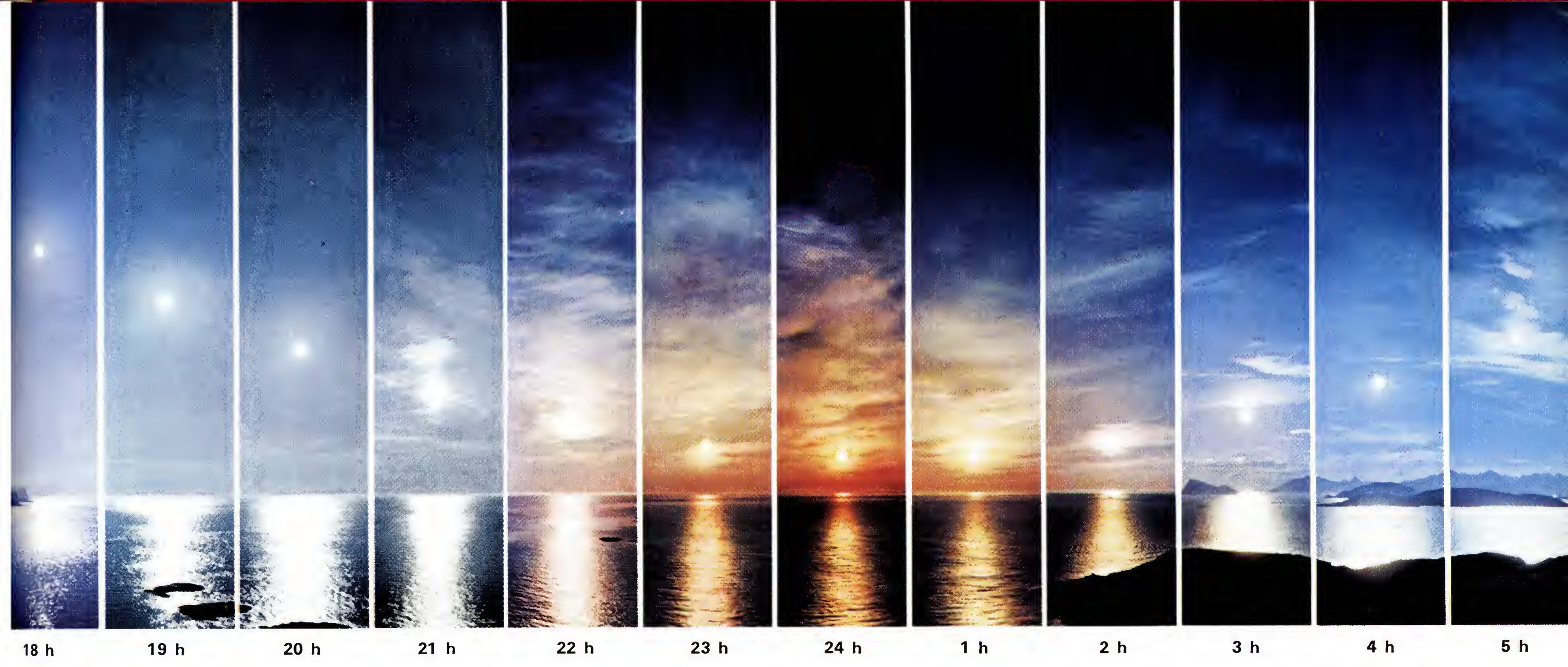


Un engin spatial (Lunik III).
L'énergie lumineuse reçue du Soleil est transformée par photopiles en énergie électrique.

Dates	Principales expériences et principaux événements relatifs à la conquête de l'atmosphère	Idée générale de la structure de l'atmosphère
VIe siècle av. J.-C.	Les premiers philosophes grecs font de l'Air soit la substance première d'où toutes choses sont issues (Anaximène), soit un élément fondamental à côté de l'Eau, de la Terre et du Feu (Pythagore, Empédocle).	
1643	Torricelli invente le *baromètre* (appareil à mesurer la *pression atmosphérique*, c'est-à-dire le poids de l'air par unité de surface).	La pression atmosphérique et la température décroissent régulièrement au fur et à mesure qu'on s'élève ; la température et la pression atmosphérique minimales sont atteintes vers 50 000 m d'altitude.
1648	Pascal montre que cette pression décroît quand l'altitude augmente (expériences du puy de Dôme).	
1774	Lavoisier analyse l'air atmosphérique et montre qu'il est un mélange d'oxygène et d'azote, dans des proportions voisines de 20 % pour l'oxygène et de 80 % pour l'azote.	
1783	Première ascension des frères Montgolfier.	
XIXe siècle	Améliorations progressives des aérostats.	
début du XXe siècle	Premiers ballons-sondes (ils atteindront 20 à 30 km d'altitude).	
1901	Marconi découvre l'existence d'une zone atmosphérique susceptible de réfléchir les ondes hertziennes.	
1925	Début de l'étude systématique de la haute atmosphère par des moyens radioélectriques (Appleton, Banett, Breit, Tuve et Heaviside).	C'est l'époque des premières découvertes invalidant les hypothèses antérieures ; en particulier : la loi de décroissance de la température n'est pas observée. L'étude radioélectrique montre l'existence d'une *ionisation* (« électrisation ») de la haute atmosphère due à l'influence du rayonnement solaire.
1935	Le professeur Piccard (1884-1962) atteint l'altitude (record à cette époque) de 22 500 m.	
4 octobre 1957	Lancement de *Spoutnik I* (URSS) qui atteint 950 km d'altitude.	Découverte des *ceintures de Van Allen* (intensité maximale à 3 500 km et à 18 000 km d'altitude dans le plan de l'équateur).
1er février 1958	Lancement d'*Explorer I* (USA) qui atteint 1 598 km d'altitude à son apogée. La famille des satellites *Explorer* a développé nos connaissances sur l'état électro-magnétique de la haute atmosphère ; tous les satellites artificiels, les sondes spatiales, etc., lancés tant par l'URSS que par les USA ont un équipement scientifique qui permet une étude de plus en plus poussée de la haute atmosphère.	

La « zone d'influence » de la Terre dans l'espace.

● *Le champ de gravitation.* La présence de la Terre dans l'espace modifie les propriétés de celui-ci : un corps animé d'un mouvement rectiligne uniforme voit sa trajectoire s'incurver vers la Terre lorsqu'il passe à proximité d'elle. Cet *effet de gravitation* (v. p. 19 et p. 107) s'étend, théoriquement, à l'infini ; en fait, il cesse

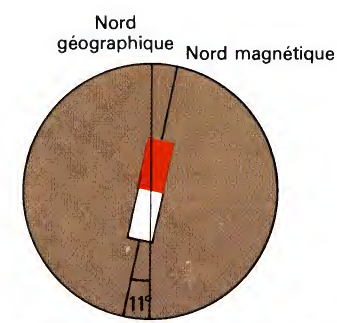


Au pôle, on le verrait apparaître le jour de l'équinoxe, s'élever sans cesse jusqu'au soltice, puis redescendre jusqu'à l'équinoxe suivant, avant de disparaître pour six mois. *Phot. Schulthess et Emil Spuhler, Gonzett et Huber.*

lorsque l'influence d'un autre corps (par exemple du Soleil ou d'une autre planète) devient prépondérante ; si l'on ne tient pas compte de l'existence de la Lune, le champ de gravitation terrestre modifie encore la trajectoire d'un corps situé à 8 millions de km.

● *Le champ magnétique terrestre (géomagnétisme).*

La Terre agit aussi sur l'espace qui l'environne par son *magnétisme ;* elle se comporte, en gros, comme un barreau aimanté qui serait légèrement incliné par rapport à l'axe de rotation du globe.



La Terre est un aimant. L'axe du barreau est incliné de 11°,6 sur l'axe des pôles; son centre ne coincide pas exactement avec le centre de la Terre.

Il y a donc tout autour de la Terre un *champ magnétique* caractérisé en chaque point de l'espace par une *induction magnétique* (grandeur vectoreille représentant l'action du champ en ce point). Il faut souligner que le champ magnétique, à la différence du *champ de gravitation,* est inversement proportionnel au cube de la distance (ce n'est pas un champ newtonien) ; grâce aux satellites artificiels, on a pu délimiter les frontières de la *magnétosphère ;* notons dès à présent que l'influence magnétique de la Terre s'étend, dans la direction du Soleil, jusqu'à environ 70 000 km. L'induction magnétique se manifeste en particulier par deux effets :

— l'orientation de l'aiguille aimantée d'une boussole ;

— la déviation de trajectoire des particules électrisées (protons, électrons, ions) qui se trouvent dans le champ terrestre (cet effet se superpose à la gravitation).

Structure de l'atmosphère.

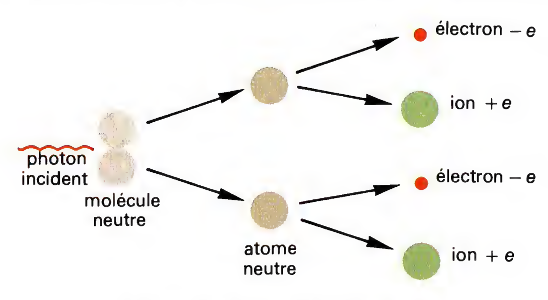
L'influence du Soleil.

Le Soleil est la source d'énergie par excellence pour un Terrien ; il est aussi à l'origine de la plupart des phénomènes qui se produisent dans l'atmosphère. Il déverse son énergie sous deux formes :

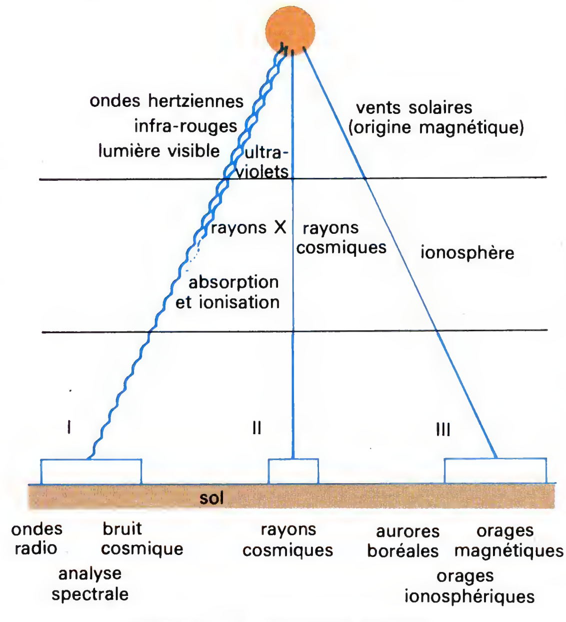
— en envoyant vers la Terre des particules électrisées négatives (électrons) et positives (protons) ;

— en rayonnant des ondes électromagnétiques (ondes hertziennes, infrarouges, lumière visible, rayons ultraviolets, rayons X).

Dans le premier cas, les particules mettent une à cinquante heures pour parvenir jusqu'à nous, tandis que les ondes — qui se propagent à la vitesse de 300 000 km/s — atteignent la Terre en 8 mn. Les rayons ultraviolets et les rayons X transportent des *photons* (quantité unitaire d'énergie) qui, lorsqu'ils rencontrent les molécules gazeuses constituant l'atmosphère, dissocient ces molécules en atomes (neutres électriquement), puis provoquent l'ionisation de ces atomes (perte d'un ou de plusieurs électrons).



Dissociation d'une molécule et ionisation des atomes neutres obtenus.



Effets d'une éruption solaire.
I : phénomènes ondulatoires.
II et III : phénomènes corpusculaires.

Les électrons libérés peuvent, à leur tour, se fixer sur des atomes neutres qui deviendront des ions négatifs ; une multitude d'interactions entre toutes ces particules électrisées vont se déclencher ; de plus, puisqu'il s'agit de corpuscules électrisés, l'induction magnétique va exercer son effet en déviant leur trajectoire.

Cette absorption des rayons ultraviolets et des rayons X ne se produit qu'à partir de 50 km d'altitude, niveau qui sépare la basse atmosphère neutre ou *neutrosphère* de l'atmosphère ionisée ou *ionosphère* (ne pas confondre avec les *ceintures de Van Allen* situées bien au-delà, comme nous le préciserons plus loin). En résumé, l'influence du Soleil sur la Terre peut se schématiser par la figure ci-contre en bas.

● *Remarque.* Le Soleil a aussi une action liée à la gravitation sur les couches atmosphériques ainsi que la Lune. Il se produit pour la masse de gaz qui entoure la Terre, surtout dans les zones de basse altitude où l'atmosphère est la plus dense, la même chose que pour la masse d'eau des océans et des mers : ce sont les *marées atmosphériques* qui se manifestent par des variations de pression au niveau du sol.

Ascension dans l'atmosphère.

Au niveau du sol et jusqu'à une altitude de 100 km environ, l'atmosphère est homogène (l'effet de l'ionisation n'étant pas encore appréciable) et la composition de l'air demeure pratiquement inchangée ; seules varient d'une façon sensible la température et la pression.

Composition de l'air au niveau du sol.

Gaz atmosphériques	Volumes en %
Azote	78,08
Oxygène	20,95
Argon	0,93
Gaz carbonique	0,03
Néon	0,0000182
Hélium	0,0000052
Krypton	0,0000011
Xénon	0,0000001

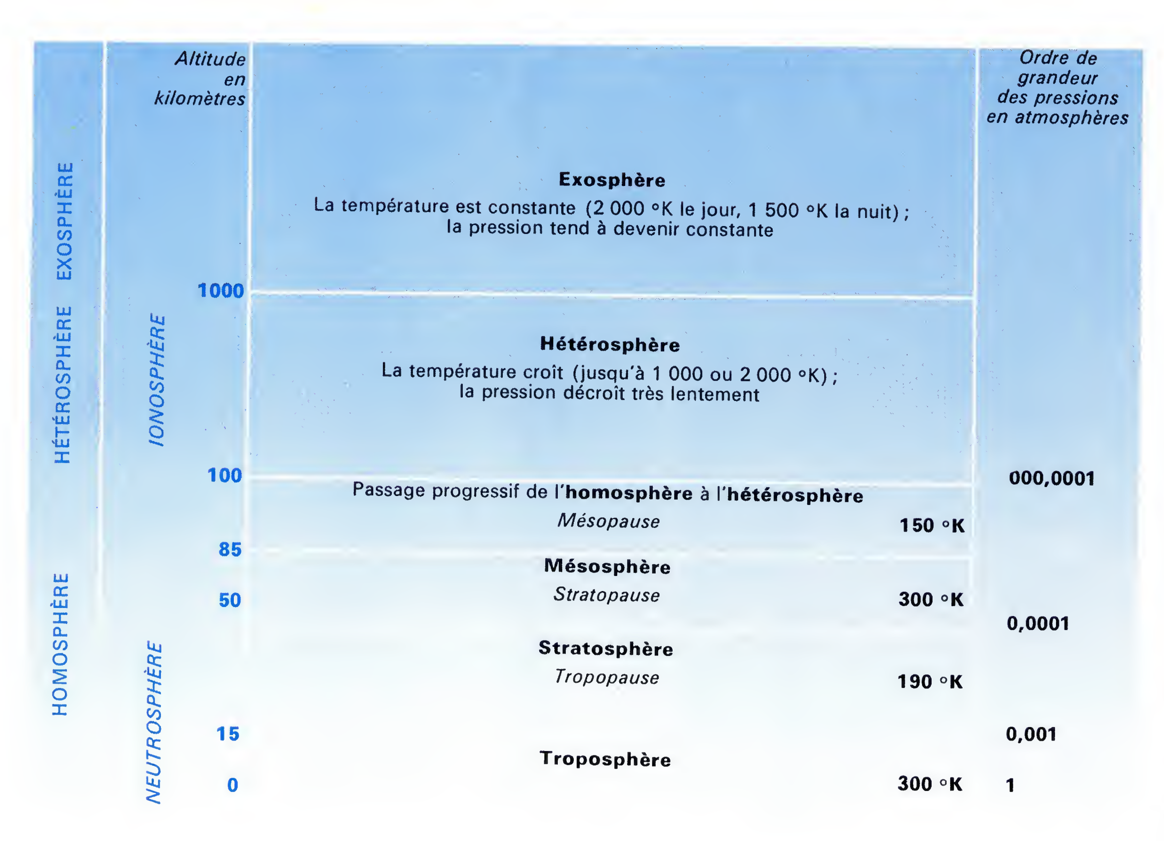
Nombre de particules par cm³ : $2{,}9 \times 10^{19}$.
Pression atmosphérique normale : 101 325 pascals ou 1 013,25 millibars ou 760 mm de mercure.

● *Les grandes divisions de l'atmosphère.*

Si l'on veut se faire une idée générale de la structure de l'atmosphère, il convient de séparer les conditions

électriques et les conditions physiques de température et de pression qui y règnent ; de ce double point de vue, on distingue des *couches atmosphériques* dont les épaisseurs sont connues approximativement (elles sont d'ailleurs variables en fonction de l'influence du Soleil). Dans le tableau ci-dessous, les limites des différentes couches ont été indiquées, ainsi que la terminologie employée habituellement pour les désigner.

Le commentaire qui fait suite à ce tableau concerne les conditions de température et de pression ; le lecteur doit se reporter p. 121 pour la description détaillée de l'*ionosphère* (point de vue électrique).



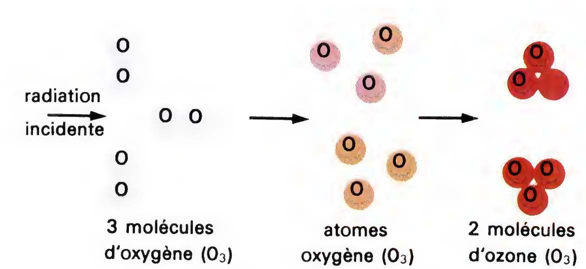
Structure de l'atmosphère.

● *L'homosphère (au-dessous de 100 km).* Dans toute cette région, la composition de l'air demeure inchangée, la pression et la température varient selon des lois comparables à tous les niveaux ; pratiquement, on peut appliquer ici les lois fondamentales de l'équilibre hydrostatique. Nous allons parcourir les divers étages en mesurant les températures en degrés K(Kelvin) ; ce sont, on le sait, les tempértures en degrés centésimaux augmentés de 273 (la glace fondante est donc à 0 °C ou à 273 °K).

— De 0 à 15 km, c'est la *troposphère* (du grec *tropos*, tour) ; la température y décroît régulièrement depuis sa valeur au sol qui dépend de la saison, du lieu, etc., et que nous admettrons voisine de 300 °K, jusqu'à 200 °K environ (soit 73° au-dessous du zéro de nos thermomètres usuels).

— Entre 13 et 15 km une zone intermédiaire : la *tropopause* où la température reste à peu près stationnaire.

— De 15 à 50 km s'étend la *stratosphère* (du grec *stratos*, étendue) ; la température y augmente jusqu'à atteindre sa valeur au sol, soit environ 300 °K. Ce réchauffement provient de l'absorption d'une partie du rayonnement solaire (rayons ultraviolets) ; cette source d'énergie transforme l'oxygène en ozone, selon un processus schématisé sur la figure ci-dessous.

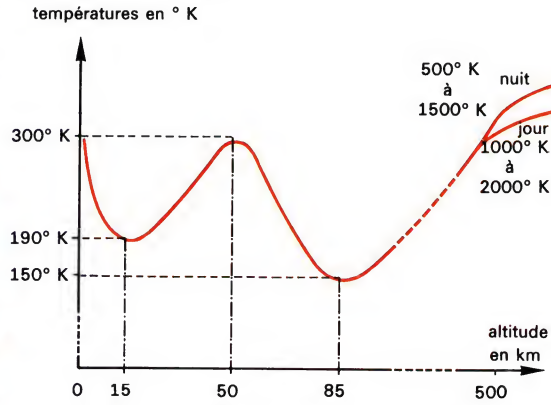


Transformation de l'oxygène (O_2) en ozone (O_3).

La couche d'ozone ainsi constituée a une densité maximale vers 25 km d'altitude, son épaisseur varie selon les lieux et les moments de la journée ; son rôle est capital : c'est grâce à elle que les radiations néfastes à la vie sur la Terre sont arrêtées au niveau de la stratosphère (tout l'oxygène de la stratosphère n'est pas transformé en ozone : la proportion ne dépasse guère une molécule d'ozone pour un million de molécules d'oxygène).

— De 50 à 85 km d'altitude, l'absorption diminue, la température recommence à décroître comme dans la *troposphère ;* nous sommes dans la *mésosphère,* séparée de la stratosphère par la *stratopause.* La température y décroît de 300 °K à 150 °K environ (123 degrés centésimaux au-dessous de zéro). Le niveau supérieur de cette couche s'appelle la *mésopause.*

— De 85 à 100 km : zone de transition ; la température recommence à croître, nous entrons peu à peu dans une région où les lois générales de l'hydrodynamique et de l'hydrostatique ne peuvent plus s'appliquer ; à partir de 100 km (altitude « critique » qui sera justifiée plus bas), c'est l'*hétérosphère.*



Variation de la température en fonction de l'altitude.

● *L'hétérosphère (au-dessus de 100 km).* Après la mésopause, l'homogénéité de l'atmosphère disparaît. Les molécules d'oxygène se dissocient pour laisser la place à des atomes d'oxygène ; un phénomène identique se produit pour l'azote qui se dissocie toutefois plus lentement : on trouve encore des quantités notables d'azote moléculaire à 1 000 km d'altitude, alors que l'oxygène est à peu près intégralement atomisé à ce niveau. L'hélium et l'hydrogène (sous forme atomique), presque inexistants dans la basse atmosphère, augmentent en densité ; d'autres constituants apparaissent (NO, OH). Bref, le mélange qui comprenait, au sol, environ 20 % d'oxygène pour 80 % d'azote est totalement transformé au fur et à mesure qu'on s'élève dans l'hétérosphère.

La densité « gazeuse » (bien qu'on ne puisse pas parler de gaz au même sens que dans la basse atmosphère) diminue ; parallèlement, la température augmente, jusqu'à atteindre 1 000 à 2 000 °K. Les lois générales de l'hydrostatique ne sont plus valables et l'on ne peut plus prévoir les phénomènes de la haute atmosphère : seules les mesures locales, réalisées depuis 1958, ont pu nous renseigner sur son état physique.

● *L'exosphère (au-delà de 1 000 km).* A partir d'une certaine altitude, située entre 500 et 1 000 km, les particules se raréfient considérablement (diminution de la densité) ; parce qu'elles acquièrent, après un dernier choc, une vitesse convenable, au lieu de « rebondir » sur d'autres particules, elles vont se comporter comme des corps indépendants soumis au seul champ de pesanteur : elles décrivent alors une ellipse autour de la Terre. On dit que leur trajectoire est devenue *balistique.*

Lorsque ce type de trajectoire prédomine, on se trouve alors dans l'*exosphère.* Ici aussi il n'y a pas de limites précises ; à partir de l'altitude 500 km, les trajectoires balistiques apparaissent ; il est classique de fixer à 1 000 km le plafond de l'*hétérosphère* qui est, en même temps, le « plancher » de l'exosphère.

La pression atmosphérique dans l'homosphère.

Quand on s'élève dans l'air, la pression atmosphérique diminue, ce qui semble « normal », puisque la pression est l'effet du poids de l'air sur un baromètre ; il en est de même pour un plongeur sous-marin : à 20 m de fond, il est soumis à une pression de l'eau bien plus grande qu'à 5 m de fond par exemple. La pression atmosphérique ne décroît pas d'une façon uniforme (comme on le croyait jadis), mais il est possible de définir une grandeur qu'on appelle la *hauteur d'échelle* désignée par la lettre H, et qui caractérise la « rapidité » de la diminution de pression. Nous donnons plus loin la traduction mathématique de cette variation ; on peut retenir que, dans un milieu homogène (c'est-à-dire dont la composition est toujours la même), H est constant, alors qu'il varie dans un milieu non homogène. Dans l'homosphère, par conséquent, le facteur H peut être supposé constant, et la décroissance de la pression se fait selon une loi simple (exponentielle). Au-delà de 100 km, la température varie énormément, l'oxygène se dissocie et les masses moléculaires sont plus faibles ; nous sommes dans le milieu non homogène de l'hétérosphère et H, qui dépend de la température et de la masse moléculaire, va varier ; cette variation de H compense celle de l'altitude *h*, ce qui se traduit par une décroissance beaucoup plus lente de la pression qui, aux très hautes altitudes, tend à devenir constante.

On peut se faire une idée de la variation de l'échelle de hauteur, en retenant les résultats suivants qui sont, soulignons-le, des ordres de grandeur :

Altitude	La pression atmosphérique devient
de 0 à 100 km	1 million de fois plus petite
de 100 à 200 km	10 000 fois plus petite
de 200 à 300 km	10 fois plus petite

● *Expression mathématique du phénomène.*

En appelant *p* : la pression,
h : l'altitude,
M : la masse moléculaire moyenne de l'atmosphère,
T : la température absolue,
k : la constante de Boltzmann ($1{,}38.10^{-23}$ unités SI)

et en posant :

$$H = \frac{kT}{Mg} \text{ (hauteur d'échelle)}$$

on obtient la loi différentielle déterminant la relation entre la pression et l'altitude :

$$\frac{dp}{dh} = -\frac{p}{H}$$

— Entre 0 et 100 km, H = constante et

$$p = p_0 e^{-\frac{h}{H}}$$

(résultats en accord avec l'expérience).

— Au-dessus de 100 km, T augmente et *m* diminue (dissociation de l'oxygène), donc H augmente et *p* tend à devenir constante quand *h* croît (résultat vérifié expérimentalement à partir de 1958 grâce aux satellites artificiels).

● *Remarque*. L'ionisation apparaît dès l'altitude 50 km (couche D); lorsque la densité en ions est importante, les lois précédentes peuvent être perturbées.

L'ionosphère.

Généralités.

Le processus d'ionisation (transformation d'un atome neutre en un *ion* positif ou négatif) a été cité plus haut (v. p. 119); c'est une conséquence du rayonnement solaire. On peut caractériser l'état ionisé d'un gaz soit en évaluant le nombre d'électrons par cm^3 (nombre de charges négatives par cm^3), soit par son *degré d'ionisation* défini par le rapport, pour un volume donné :

$$\frac{\text{nombre d'atomes ionisés positifs}}{\text{nombre total d'atomes}}$$

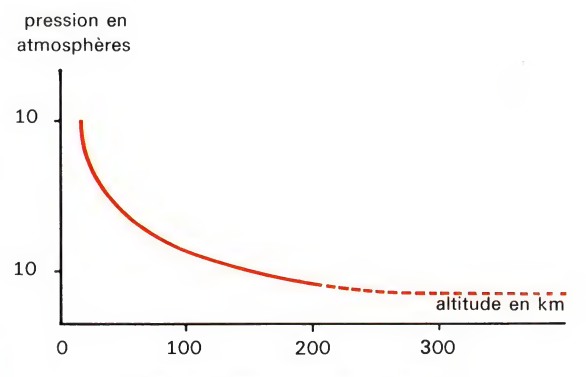
Par exemple, aux environs de 70 km d'altitude, on rencontre en moyenne un ion positif pour 10 milliards de particules (neutres et électrisées); le degré d'ionisation est donc de $\frac{1}{10^{10}}$, soit 10^{-10}.

L'ionosphère a été divisée en plusieurs régions selon la nature des atomes ionisés et la distribution des charges dans l'espace; comme l'ionisation est une conséquence du rayonnement solaire, elle est plus importante le jour que la nuit et varie avec les saisons et en fonction de la latitude du lieu d'observation. Dans le tableau suivant, nous avons indiqué les valeurs maximales de la concentration électronique dans les trois régions de l'ionosphère.

Nom des régions	Altitude approximative en km	Nombre maximal d'électrons par cm^3	Observations
D	50 à 90	10^4	De nuit, la concentration électronique n'est pratiquement pas mesurable.
E	90 à 150	10^5	Concentration nocturne : 10^3; cette région suit très fidèlement les variations solaires.
F	au-delà de 150 km	2.10^6 (vers 350 km)	Pendant le jour, la région F se dédouble en deux couches appelées F_1 (maximum à 200 km) et F_2 (vers 400 km). Au-delà de 500 km, on ne peut plus parler de gaz ionisés, mais déjà de plasmas.

Il est possible que ces anomalies soient dues à des éruptions chromosphériques du Soleil; on ignore encore le déroulement du processus.

Une courbe des valeurs maximales de l'ionisation en fonction de l'altitude peut être établie, courbe qui montre bien l'existence des différentes régions que nous venons de décrire.



Densité électronique en fonction de l'altitude (valeurs maximales diurnes).

Étude des différentes régions de l'ionosphère.

● *Le schéma de Chapman*. Pour comprendre *théoriquement* la formation de l'ionosphère, le savant britannique Chapman a proposé de *simplifier* les circonstances physiques; à partir de ces simplifications, il a déterminé par le calcul le nombre d'électrons par cm^3 qu'on obtiendrait à l'altitude *h* selon la direction des rayons du Soleil. Le modèle obtenu doit être corrigé en fonction de la réalité, comme le montre le tableau de comparaison suivant.

Simplifications proposées par Chapman	La réalité
L'atmosphère ne comprend qu'un seul constituant ionisable (par exemple l'oxygène) et sa densité décroît régulièrement (décroissance exponentielle).	La composition de l'atmosphère est complexe et tous ses constituants sont plus ou moins ionisables; la loi de décroissance de la densité n'est pas simple.
L'ionisation est produite par une radiation solaire bien déterminée.	Les ondes émises par le Soleil sont complexes (l'analyse spectrale a isolé plusieurs milliers de radiations différentes); ces différentes radiations ont des effets ionisants variables.
La température est constante dans la région ionisée.	La température augmente avec l'ionisation.
Tout électron produit par l'ionisation se recombine sur place avec une autre particule.	La disparition des électrons peut se faire autrement que par recombinaison; de plus, le champ magnétique et ses variations déplacent les charges et interdisent une recombinaison sur place.
Conséquence : une seule couche ionisée d'une façon homogène.	Plusieurs couches ionisées différemment.

● *Traduction mathématique*. A une hauteur *h*, le nombre $q^{(h)}$ d'électrons est donné par la relation :

$$q_{(h)} = \frac{q_m}{\cos\lambda} \exp\left[1 - \frac{h - h_m}{H} - \frac{e^{\frac{h_m - h}{H}}}{\cos\lambda}\right]$$

λ : angle des rayons du Soleil avec la verticale,
q_m : production maximale d'électrons,
h_m : altitude correspondant à la production Q_M,
H : hauteur d'échelle.

Quand il disparaît autant d'électrons qu'il s'en produit, on a :

$$n = \sqrt{\frac{q^{(h)}}{C}}$$

● *La région D*. C'est une couche faiblement ionisée (il y a dix électrons par cm^3 à 60 km d'altitude); la longueur d'onde agissante est :

λ = 1216 Å (raie Lyman α)
(L'angström est une unité de longueur qui vaut un dix-millionième de mm.)

Cette radiation ionise en particulier les molécules composées d'un atome d'oxygène et d'un atome d'azote (NO); ce constituant est très rare au-dessous de 100 km, ce qui explique la très faible production d'électrons dans la région D. L'ionisation augmente en période d'activité solaire; ce sont les molécules d'oxygène et d'azote qui sont alors dissociées en atomes et ionisées. La région D intervient, par sa présence, dans notre vie de tous les jours car elle est susceptible de réfléchir ou d'absorber des ondes radio selon qu'il s'agit de haute ou de basse fréquence, donc de faciliter ou de perturber les télécommunications. L'ionisation étant plus importante pendant le jour, les ondes dites « moyennes » de la radiophonie se propagent mieux la nuit que le jour, ce qui explique l'existence de moments plus ou moins favorables à l'écoute radio.

● *La région E*. Elle est produite par des radiations de longueurs d'onde inférieure à 8 angströms et par la radiation λ = 33,7 Å; ce sont les molécules d'oxygène et d'azote qui sont ionisées. La densité d'électrons dépend de la position du Soleil dans le ciel selon une loi établie par Chapman et qui se rapproche, à quelques écarts près, des mesures effectuées par les radio-sondes dans la région même.

● *La région F*. Elle est produite par des longueurs d'onde inférieures à 910 Å agissant sur les atomes d'oxygène, les molécules et les atomes d'azote; l'ionisation est maximale vers 350 km le jour et vers 400 km la nuit. Les couches F_1 et F_2, où se concentre l'ionisation, n'apparaissent qu'au milieu du jour, lorsque le Soleil est au zénith.

F_1 suit fidèlement les variations solaires. Le comportement de la couche F_2 est plus complexe et présente des anomalies importantes par rapport aux prévisions théoriques de Chapman.

L'ionosphère supérieure.

● *Que se passe-t-il quand on pénètre dans l'exosphère?* En principe, l'exosphère débute à l'altitude 1 000 km; en fait, dès qu'on atteint la moitié de cette valeur le mélange « gazeux » commence à prendre les caractéristiques de l'exosphère que nous énumérons dans les lignes qui suivent.

— Le terme « gaz » n'est plus exact; nous pénétrons dans un milieu très dilué (le nombre de particules par cm^3 — atomes neutres ou particules électrisées — devient très faible) où les lois de l'hydrostatique ne sont plus valables. Qu'on imagine une très grande quantité de billes placées dans une soufflerie; leur mouvement désordonné est entretenu par le souffle de l'air, mais il n'est pas possible de déterminer *a priori* la trajectoire d'une bille car elle en rencontre d'autres, rebondit, etc. Au total, on a une agitation comparable à celle des molécules d'un gaz étudié dans des conditions normales de température et de pression. La distance qu'une bille peut parcourir sans collision est d'autant plus petite que le nombre de billes par unité de volume est grand; cette distance s'appelle, lorsqu'il s'agit des corpuscules de la physique, le *libre parcours* moyen d'une particule.

Une molécule neutre d'un gaz pris à 0 °C et à la pression atmosphérique normale (760 mm) a un libre parcours moyen de l'ordre du dixième de micron (pour les molécules d'hydrogène, le libre parcours moyen vaut 0,163 micron); dans l'exosphère, la densité est tellement faible (quelques milliers de particules par cm^3, c'est-à-dire 1 million de milliards de fois moins que dans la troposphère) que le libre parcours moyen devient très grand : il est de l'ordre du km. Nous avons déjà dit plus haut qu'alors les trajectoires deviennent *balistiques*.

— Les particules neutres de la haute atmosphère et de l'exosphère circulent presque librement dans l'espace; soumises au seul champ de gravitation, elles décrivent des ellipses, des paraboles ou des hyperboles dont la Terre est un foyer. Plus on s'élève, moins la gravitation terrestre se fait sentir et les neutres animés des plus grandes vitesses échappent au champ terrestre pour s'éloigner dans l'espace interplanétaire : on dit que les *neutres s'évaporent*.

— Jusqu'à 1953, on ne savait rien de précis sur l'existence au-delà de 500 km d'altitude, des particules électrisées : on supposait que l'ionosphère se poursuivait dans l'exosphère, mais on ne pouvait ni évaluer la concentration électronique à ces altitudes ni en étudier les variations.

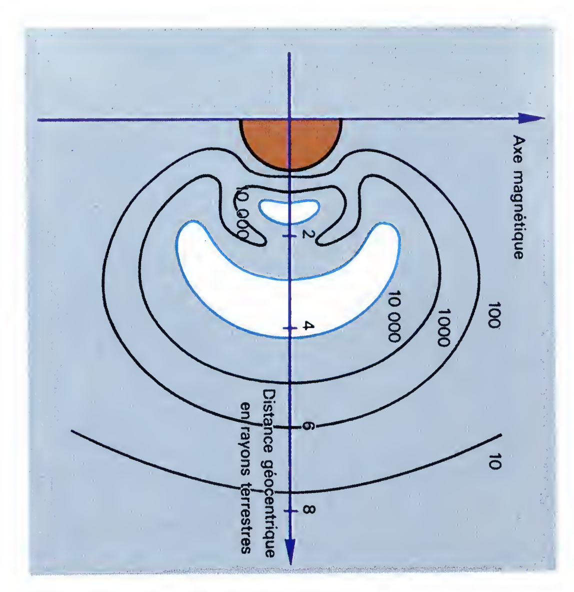
● *Les siffleurs (whistlers) de Storey*. En 1919, l'Allemand Barkhausen recueillit des ondes de très basse fréquence (de l'ordre de quelques milliers d'hertz environ) provoquant dans les récepteurs de radio un *sifflement*; L.R.O. Storey montra en 1953 comment se constituaient ces sifflements. Ce sont des impulsions électromagnétiques émises par les éclairs orageux et réfléchies par l'ionosphère vers la Terre; l'étude de leurs conditions de propagation a permis à Storey de faire les premières mesures indirectes de l'ionisation à très haute altitude et de proposer une loi de variation de la concentration ionique. On aboutit ainsi, vers 15 000 km d'altitude, à une densité de l'ordre de 1 000 électrons par cm^3.

Les mesures directes faites, depuis 1957, par les satellites artificiels ont précisé ces résultats. Elles ont montré

notamment que les ions n'étaient pas tous de même nature et que, au fur et à mesure qu'on s'éloigne de la Terre, la densité en ions hydrogène (protons) devient de plus en plus importante : l'ionosphère devient une *protonosphère* et l'on pénètre alors dans les zones découvertes par Van Allen, en 1958, auxquelles on a donné le nom de *ceintures de Van Allen*.

Les ceintures de Van Allen.

Les satellites de la famille *Explorer* ont montré l'existence de protons et d'électrons confinés dans deux zones entourant la Terre comme de véritables ceintures (d'où leur nom) dont le cœur est situé vers 3 500 km pour la ceinture intérieure et à environ 20 000 km pour la ceinture extérieure. Ces ceintures sont disposées parallèlement au plan de l'*équateur magnétique*, inclinées d'environ 11° sur l'équateur géographique ; elles ont été étudiées par les spécialistes de l'Université de Iowa sous la direction de J.A. Van Allen.



Les ceintures de Van Allen. Les distances sont mesurées à partir du centre de la Terre (un rayon terrestre=6 370 km).

● *La ceinture intérieure.* Elle comprend essentiellement des protons, dont l'énergie et la vitesse sont très grandes (cette énergie peut atteindre 700 millions d'électron-volts, c'est-à-dire près de 20 milliards de fois plus que l'énergie cinétique moyenne d'une molécule prise dans des conditions normales). L'origine de ces protons, longtemps discutée, peut être attribuée à l'action des rayons cosmiques qui bombardent la Terre en permanence :

— les protons contenus dans les rayons cosmiques rencontrent des noyaux d'oxygène ou d'azote et en expulsent un neutron ;

— le neutron échappe au champ magnétique terrestre, s'éloigne de la Terre, mais se dissocie spontanément au bout d'une douzaine de minutes selon la réaction :

neutron → proton + électron + neutrino + énergie.

— l'énergie libérée (780 000 *e*V) se partage entre l'électron et le neutrino ; le proton conserve la presque totalité de l'énergie du neutron qui lui a donné naissance et qui est considérable.

Les protons, charges électriques positives, sont sensibles à l'induction magnétique et s'orientent selon les *lignes de force* du champ terrestre (voir ci-après), constituant ainsi la ceinture intérieure de Van Allen.

La ceinture intérieure comprend aussi, à très faible densité, des électrons, dont certains ont sans doute la même origine cosmique ; mais ce n'est pas le cas pour les électrons d'énergie inférieure à 100 000 *e*V (qui sont très abondants).

● *La ceinture extérieure.* Elle est composée d'électrons dont l'énergie peut atteindre 1 M*e*V (1 million d'*e*V) ; la densité de cette couche est très faible (sa masse totale représente une quinzaine de kg), mais elle n'en constitue pas moins un obstacle et même un danger pour les cosmonautes. D'après les évaluations théoriques, si un cosmonaute était exposé, sans protection, aux radiations émanant des ceintures de Van Allen, il aurait à supporter une dose horaire de plusieurs millions de *rads* (le *rad* est une unité énergétique employée en biologie ; une dose de 500 rads est généralement mortelle).

L'énergie et la densité des électrons subissent d'énormes variations, surtout lors des orages magnétiques ; on n'a pas encore expliqué convenablement le rôle du Soleil vis-à-vis de la ceinture extérieure.

Il y a aussi, dans cette zone, des protons (énergie de l'ordre de 0,1 MeV) dont l'origine est inconnue.

Il faut enfin signaler qu'entre les deux ceintures il y a, en fait, continuité et que l'on passe graduellement de l'une à l'autre. On a de plus de bonnes raisons de penser que des ceintures analogues existent aussi autour d'autres planètes, à condition qu'elles aient un champ magnétique.

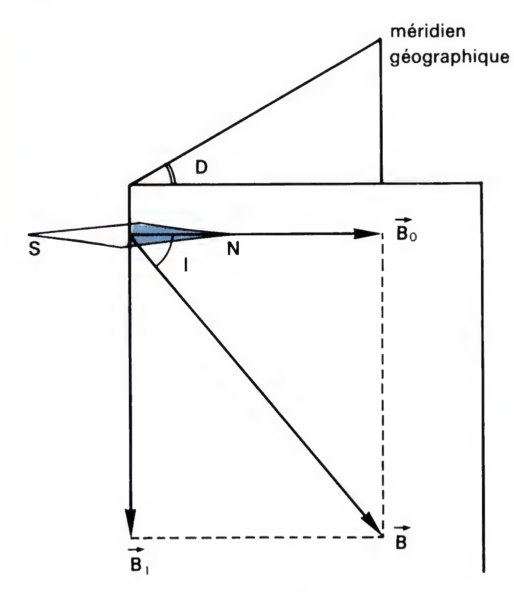
LE CHAMP MAGNÉTIQUE TERRESTRE.

Description du champ magnétique terrestre.

Notions générales.

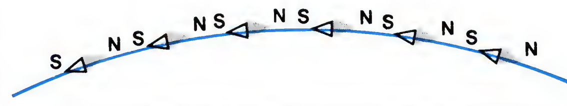
● *L'aiguille aimantée d'une boussole* s'oriente en un point dans une direction qu'on appelle le Nord magnétique : la Terre exerce donc une action magnétique dans toute une région de l'espace qu'on appelle le champ magnétique de la Terre.

En un point donné, le champ magnétique se caractérise par un *vecteur induction magnétique ;* si l'on place en ce point une masse magnétique qu'on aura convenu de prendre comme unité, le vecteur induction magnétique en ce point représente, en grandeur, l'unité d'induction magnétique. Dans le système international d'unités, c'est le *tesla*.



L'induction magnétique $\vec{B}$ peut se décomposer en $\vec{B}_0$ (composante horizontale) et $\vec{B}_V$ (composante verticale). L'angle I est l'inclinaison. C'est la composante horizontale qui est responsable de l'oscillation de l'aiguille aimantée de la boussole.

● *Lignes de forces.* Si l'on déplace l'aiguille aimantée dans l'espace, elle change à chaque instant de direction ; la courbe à laquelle elle reste tangente est une ligne de forces du champ magnétique terrestre.



L'aiguille aimantée reste toujours tangente aux lignes de force.

● *Étude géométrique de l'induction magnétique.* Mathématiquement, il est possible de déterminer l'équation des lignes de forces en assimilant la Terre à un dipôle de moment magnétique $\mathcal{M} = 8{,}06 \times 10^{22}$, dont l'axe est incliné de 11°,4 sur l'axe géographique de la Terre et dont le centre est à 400 km du centre terrestre dans la direction de l'océan Pacifique. Si l'on se place dans un méridien magnétique à la distance r_0 du centre magnétique de la Terre O_M, l'équation de la ligne de forces dans un système de coordonnées polaires de centre O_M, d'axe O_Mx perpendiculaire à l'axe magnétique, est :

$$r = r_0 \cos^2 \lambda$$

(λ est la *latitude magnétique* du point considéré).

En réalité, la Terre n'est pas assimilable rigoureusement à un dipôle et la symétrie autour de l'axe magnétique n'est pas parfaite. Il en résulte des lignes de forces non planes et distordues.

Éléments du champ magnétique terrestre.

Ce sont les trois grandeurs suivantes :

— la *déclinaison* D, angle du méridien géographique et du méridien magnétique (plan vertical contenant l'aiguille aimantée) ;

— l'intensité de $\vec{B}_0$, composante horizontale ;

— l'*inclinaison* I (ou l'intensité de $\vec{B}_V$).

L'induction totale vaut, en valeur absolue :

$$\vec{B} = \sqrt{\vec{B}_0^{\,2} + \vec{B}_V^{\,2}}$$

Le 1er janvier 1966, ces éléments valaient à l'observatoire de Chambon-la-Forêt (Loiret) :

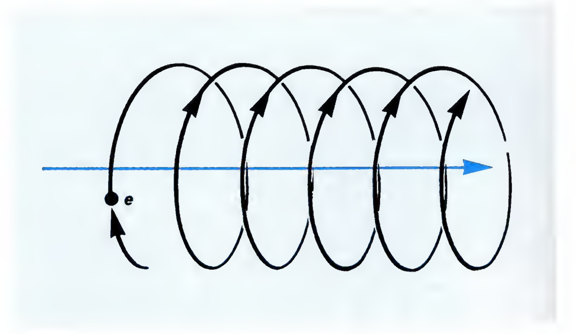
D = 5°53,6 ouest,
I = 63°57',3
$\vec{B}_0 = 0{,}20467 \times 10^{-4}$ tesla ou 0,20467 gauss,
$\vec{B}_V = 0{,}41881 \times 10^{-4}$ tesla ou 0,41881 gauss,
$\vec{B} = 0{,}46615 \times 10^{-4}$ tesla ou 0,46615 gauss.

Ces éléments subissent des variations nombreuses, selon l'activité solaire, l'état de l'atmosphère, etc., d'où la nécessité dans les rapports scientifiques de préciser la date de toute information magnétique.

Action du champ magnétique sur des particules ionisées.

La trajectoire théorique.

Il n'est pas possible d'entrer ici dans le détail des calculs qui permettent de définir la trajectoire d'une particule dans un champ magnétique. Il faut retenir principalement qu'une particule électrisée va décrire une hélice circulaire dont l'axe est une ligne de forces.



Mouvement cyclotronique de la charge g.

Ce mouvement (appelé *cyclotronique*) d'une charge *g* (positive ou négative) dans un champ magnétique est caractérisé par le nombre de spires parcourues en une seconde ; cette grandeur (de l'ordre de 100 000 au voisinage immédiat de la Terre) s'appelle la *gyrofréquence* ou *fréquence cyclotronique* de la particule. Elle se mesure en hertz, comme les fréquences radio, et s'obtient par la formule :

$$f_g = \frac{g^b}{2\pi m}$$

où :

g désigne la charge,
B l'intensité d'induction magnétique,
m la masse de la particule.

On voit, d'après cette formule, qu'un proton, dont la masse est de 1 000 fois supérieure à celle d'un électron, aura une gyrofréquence 1 000 fois plus petite.

La réalité.

● *La dérive.* Cette trajectoire en hélice suppose que l'induction magnétique est homogène dans l'espace et qu'il n'y a pas d'autres facteurs de perturbation ; en fait, les choses ne sont pas si simples : l'induction est variable, et il existe en outre un champ de gravitation et parfois un champ électrique qui se superposent au

champ magnétique. En conséquence, cette hélice va se déformer : c'est ce qu'on appelle la *dérive*. L'étude des différents cas dépasse le cadre de cet exposé ; si l'on se limite au cas (simplifié) d'un *dipôle terrestre* (la Terre assimilée à un barreau aimanté), on aura une double dérive :

— en longitude (diffusion des électrons autour de la Terre) ;

— en latitude (oscillation nord-sud du centre de guidage de la trajectoire).

● *La théorie de Störmer.* Störmer a étudié mathématiquement le problème suivant : que devient une particule électrisée en provenance du Soleil, lorsqu'elle pénètre dans le champ magnétique terrestre ? En se plaçant dans le plan de l'équateur magnétique, il a montré qu'une charge extérieure donnée, de vitesse définie, ne peut se trouver que dans une certaine partie du plan *(zone permise)* et qu'il y a donc des *zones interdites* aux particules électrisées. C'est bien ce que confirme l'existence des ceintures de Van Allen, découvertes après les calculs de Störmer, et qui correspondent à un confinement des particules électrisées autour de la Terre.

Comportement des ondes électromagnétiques en milieu ionisé.

Si nous envoyons dans l'ionosphère une onde électromagnétique de fréquence f à l'aide d'un émetteur radio, sa propagation en milieu ionisé ne sera pas aussi simple que dans le vide ou dans l'air non ionisé. Nous étudierons d'abord deux cas théoriques avant d'aborder les conditions expérimentales.

● *Premier cas (théorique) :* le milieu est composé d'ions et d'électrons libres, autrement dit il n'y a ni collision de particules ni induction terrestre, mais seulement le champ électrique E de l'onde qui se propage. On démontre, dans ce cas, qu'il existe une valeur critique de la fréquence f_0 appelée *fréquence de plasma* (on rappelle, une fois de plus, que le plasma est l'état d'un gaz dont toutes les particules sont ionisées) ; on a alors les résultats suivants :

— si $f > f_0$, l'onde pénètre dans le milieu ionisé ;

— si $f < f_0$, l'onde ne pénètre pas et se réfléchit sur la couche ionisée.

La formule qui donne la valeur de f_o est :

$$f_o = \sqrt{\frac{N_q{}^2}{4 n^2 m \epsilon_0}}$$

avec :

N : nombre d'électrons par unité de volume,

q : charge de l'électron,

m : masse de l'électron,

h : indice caractéristique du milieu et lié à la fréquence f : incidente (pour un milieu neutre, $n = 1$),

ϵ_0 : constante diélectrique du vide.

● *Deuxième cas (théorique)* : les électrons subissent en outre des chocs contre des particules neutres. On obtient alors une absorption de la fréquence f par le milieu, s'il s'agit de basse fréquence ou d'un milieu très dense ; même si elle ne parvient à traverser le milieu en question, elle y perd la plus grande partie de son énergie et en sort très affaiblie.

● *Troisième cas (réel)* : on superpose aux collisions l'effet de l'induction terrestre. L'indice n du milieu qui caractérise sa « pénétrabilité » prend une valeur différente de la valeur du premier cas et est donnée par une formule appelée formule d'Appleton et Hartree ; l'angle que fait la direction de propagation avec l'induction $\vec{B}$ joue un rôle important dans cette formule. On démontre qu'il existe deux fréquences critiques : f_o et f'_o dont la différence $f'_o - f_o$ est égale au double de la gyrofréquence définie plus haut (v. p. 122).

Selon les valeurs des fréquences f émises, il y aura, pour un milieu donné, absorption, propagation ou réflexion, selon les cas. On pourra donc déduire l'état du milieu (densité nombre de chocs, etc.) à partir du comportement d'une onde de fréquence connue f dans ce milieu.

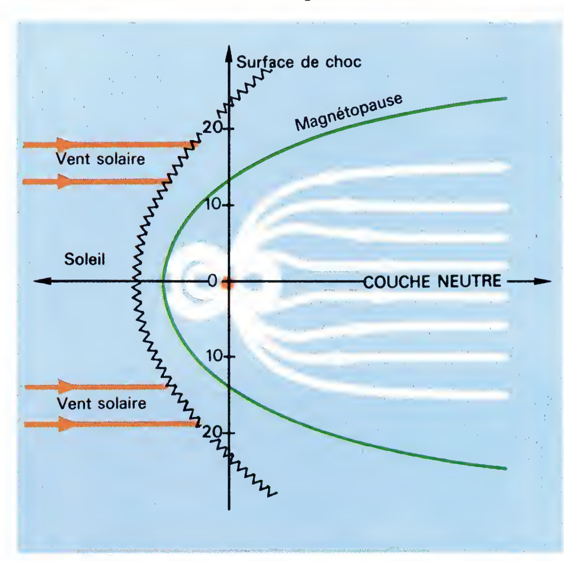
La frontière de l'environnement terrestre.

● *Le vent solaire.* On appelle ainsi un plasma composé d'électrons, de protons et d'hélions (noyau d'atome d'hélium) éjectés par le Soleil et qui arrivent dans le voisinage de la Terre à des vitesses proches de 500 km/s ; le trajet Soleil-Terre est effectué en environ 24 h. Le Soleil perd ainsi la 100 000e partie de sa masse en un milliard d'années.

Quand le plasma — qui se comporte comme un corps bon conducteur de l'électricité — s'approche du champ magnétique terrestre, il se produit une interaction électromagnétique :

champ { terrestre ⇒ courant induit
dans le plasma ⇒ induction magnétique s'opposant à l'induction terrestre.

Les lignes de forces du champ résultant vont donc se modifier conformément à la figure ci-dessous :



Déformation du champ magnétique terrestre sous l'effet du vent solaire.

● *La surface de chocs et la magnétopause.* Sous l'action du vent solaire, les lignes de forces se « courbent » du côté du Soleil et s'ouvrent dans la direction non éclairée. La ligne de forces la plus extérieure trace la frontière magnétique de la Terre : c'est la magnétopause qui s'étend environ à 60 000 km du globe et sur une épaisseur de quelques km seulement.

Au-delà de la magnétopause, on a repéré à l'aide des satellites artificiels une zone dite de *surface de chocs,* où le champ magnétique est turbulent ; au niveau de cette zone, le vecteur induction magnétique change de sens et s'oriente vers le Soleil : nous avons définitivement franchi la zone d'influence magnétique de la Terre.

Entre la magnétopause qui, si l'on veut, constitue la frontière du côté de la Terre et la *surface de chocs,* frontière du côté de l'espace interplanétaire, un *no man's land* de quelques milliers de km possède une induction magnétique qui varie sans règle, tandis que le plasma qui s'y trouve se déplace dans toutes les directions. C'est une zone de turbulence magnétique.

● *La Terre est une « comète magnétique ».*
Finalement, la Terre et son champ magnétique figurent assez bien dans l'espace une comète dont notre planète serait le noyau tandis que les lignes de forces du champ magnétique représenteraient la chevelure (côté Soleil) et la queue (côté obscur). Ce n'est bien entendu qu'une comparaison.

Les perturbations atmosphériques.

Les anomalies solaires.

L'activité énergétique du Soleil varie périodiquement (v. p. 47) ; mais il arrive fréquemment que cette activité soit brusquement augmentée : les corpuscules et les ondes électromagnétiques en provenance du Soleil perturbent alors la haute atmosphère et leur influence se fait même sentir au niveau du sol. Ces perturbations ont un effet sur les télécommunications et sur les vols dans l'espace ; nous avons déjà décrit ce qui se produisait au niveau du Soleil (v. pages 52, 53 et 54).

● *Émissions de corpuscules par le Soleil en activité.* Normalement, la couronne solaire est entièrement ionisée ; les électrons et les protons (constituants essentiels de cette ionisation) parviennent au voisinage de la magnétosphère avec une desnité de l'ordre de 10 par cm³. Lors des éruptions solaires, cette densité peut être multipliée par 100 : le plasma normal est devenu un *plasma d'orage.*

Ce plasma s'oriente dans l'espace selon les lignes de forces de l'induction magnétique solaire et, comme le Soleil tourne sur lui-même, ces lignes de force affectent une *forme spiralée ;* la progression du plasma d'orage est en outre conditionnée par l'existence du *vent solaire* et divers facteurs magnétiques interplanétaires. Finalement, après un voyage de 2 ou 3 jours, le plasma d'orage peut rencontrer la Terre où se manifesteront les effets de ces orages magnétiques.

● *Émissions d'ondes électromagnétiques par le Soleil en activité.* On observe parfois, à la surface du disque solaire, un accroissement brutal de luminosité ; on appelle cela un *flare solaire.* Il ne faut pas confondre *flare* et *éruption* : celle-ci comporte une émission de corpuscules alors que le *flare* est l'origine d'une émission d'ondes radio.

La durée du phénomène est de quelques minutes ; l'énergie libérée est énorme : l'équivalent d'une cinquantaine de millions de super-bombes H (10^{25} joules en deux ou trois minutes). Cette énergie a un double effet au niveau du Soleil :

— elle accélère le plasma solaire ;

— elle se libère sous forme de photons (lumière visible, ondes radio).

L'émission de photons se traduit, dans la zone D de l'ionosphère, par un accroissement de la densité électronique ; la phénomène est brutal et peut se prolonger une heure ou deux : on l'appelle une Perturbation Ionosphérique à Début Brusque (en abrégé : PIDB). On admet actuellement que la PIDB est due à un renforcement du rayonnement X dans l'ionosphère.

Les orages magnétiques et les aurores polaires.

● Quand les éléments de l'induction terrestre varient anormalement, on dit qu'on est en présence d'un orage magnétique ; on en mesure l'intensité par un *indice d'activité magnétique.* Nous avons vu que les orages sont les conséquences terrestres de l'activité du Soleil ; ils intéressent toute la Terre, mais leur effet est différent selon la latitude du lieu d'observation. Retenons plus spécialement ceci :

— c'est la composante horizontale qui est le plus affectée par l'orage, et cela à toutes les latitudes ;

— l'évolution est typique : brusque *montée* de la composante horizontale, qui se maintient au-dessus de sa valeur normale pendant quelques heures, puis *chute* progressive (le minimum est atteint en 24 heures environ) et retour graduel à la normale ;

— plus l'orage est intense, plus les phases sont courtes.

● *Les aurores polaires.* On appelle ainsi une illumination du ciel pendant la nuit ; les aurores se manifestent uniquement aux latitudes élevées (il s'agit des latitudes *magnétiques,* c'est-à-dire mesurées par rapport au nord magnétique, v. p. 119). Le phénomène peut être bref (quelques minutes) ou durer toute une nuit ; toute aurore boréale est associée à une aurore australe. On observe les aurores visuellement et cinématographiquement, mais aussi au moyen de spectroscopes et même de récepteurs radio (il existe des aurores *hertziennes*) ; voici la description « moyenne » du phénomène :

— apparition dans le ciel d'un arc coloré de plusieurs centaines de km de hauteur : l'arc s'étend perpendiculairement à la direction du pôle, il est généralement bleu-vert avec des bords roses ou rouges ; il peut y avoir plusieurs arcs ;

— les arcs les plus rapprochés du pôle ont tendance à s'élever dans le ciel, les autres à s'abaisser ; à l'arc fait suite une grande bande lumineuse ;

— puis des irrégularités apparaissent, se propageant vers l'est ; au milieu de la nuit (à minuit), l'aurore se désagrège.

● *Une théorie des aurores* (1961). Les aurores sont, comme les orages, produites par l'arrivée d'un plasma solaire supplémentaire à proximité de la Terre ; parmi les points d'interrogation qu'elles soulèvent, retenons-en deux : comment ce plasma peut-il pénétrer dans la magnétosphère (qui devrait, en principe, s'opposer à son passage) et comment l'induction terrestre se combine-t-elle avec les inductions perturbatrices ?

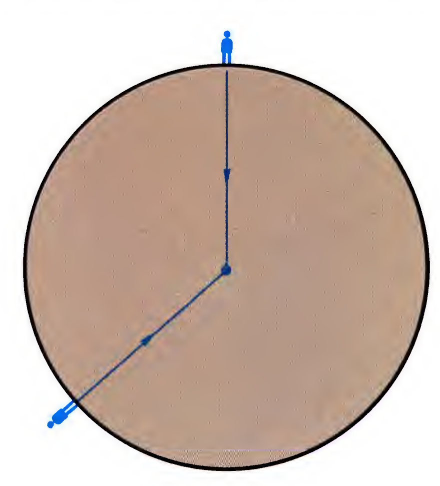
On a donné de nombreuses explications, plus ou moins sérieuses, des aurores et des orages. L'une des plus récentes a été exposée par W.I. Axford et C.O. Hines dans le *Canadian Journal of Physics* (vol. 39, 1961) ; elle unifie les phénomènes géophysiques et géomagnétiques des hautes latitudes (au-delà de 60° notamment). Il est impossible ici d'entrer dans les détails de cette théorie ; signalons toutefois qu'elle repose sur l'hypothèse que les charges électriques seraient animées, à très hautes altitudes, de mouvements ordonnés *(convection)* ayant pour origine l'interaction du vent solaire avec l'induction magnétique terrestre.

NOTIONS DE GÉODÉSIE.

La Terre n'est pas ronde.

Qu'est-ce que la géodésie ?

C'est la science qui étudie la forme de la Terre et les grandeurs physiques qui s'y rattachent. Dès l'Antiquité, on avait remarqué la forme de l'ombre de la Terre sur le disque lunaire ; on en avait conclu qu'elle était « ronde » ou, ce qui est plus exact, sphérique. Mais cette forme pose de nombreux problèmes à l'imagination humaine ; comment les êtres qui vivent aux antipodes tiennent-ils debout ? Comment la Terre ne tombe-t-elle pas dans l'espace ? Newton a donné la clé de tous ces problèmes en découvrant la gravitation : les corps s'attirent, comme un aimant attire le fer ; sur cette grande boule qu'est la Terre, l'homme est fixé par une force dirigée vers le centre du globe ; la pesanteur ; on peut la mesurer en déterminant l'accélération g d'un corps en chute libre vers la Terre et l'on constate que cette grandeur g varie selon les lieux, selon les niveaux, ce qui laisse penser que la Terre n'est peut-être pas parfaitement sphérique.

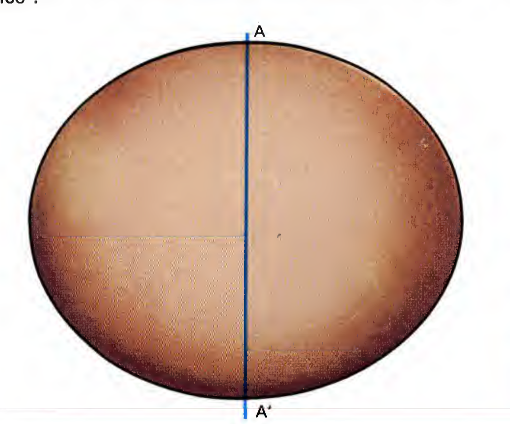


L'attraction terrestre.

Mais la Terre n'est pas seulement au centre d'un champ de gravitation ; elle possède, nous l'avons vu, un champ magnétique et un champ électrique qui dépendent, eux aussi, de sa forme. Voilà pourquoi le problème de la forme de la Terre est un problème fondamental.

Le géoïde.

● *Définition.* On appelle *géoïde* la surface de niveau du champ de gravitation qui coïncide avec la surface moyenne du niveau des mers. Naturellement, on ne peut faire de calculs mathématiques sur une surface irrégulière ; on a donc été conduit à choisir une forme se rapprochant le plus possible du géoïde, à savoir celle d'un *ellipsoïde* aplati, qu'on appelle l'ellipsoïde de référence :



Aplatissement :

$$\alpha = \frac{a - b}{a}$$

L'ellipse en tournant autour de son axe A'A engendre un ellipsoïde.

La mesure des grandeurs a et b a été entreprise et corrigée souvent ; les premières mesures sérieuses ont été l'œuvre de la Commission générale des Poids et Mesures, en 1799 ; elles servirent à la définition légale du mètre. Voici les résultats obtenus successivement entre 1799 et 1964 :

Dates	Savants ou organismes	a en km	α
1799	Commission générale des Poids et Mesures	6 375, 7 387	$\frac{1}{334{,}29}$
1810	Delambre	6 376, 9 850	$\frac{1}{308{,}64}$
1841	Bessel	6 377, 397 15	$\frac{1}{299{,}1528}$
1880	Clarke	6 378, 24 92	$\frac{1}{293{,}466}$
1909	Hayford		
1924	Union géodésique internationale	6 378, 388	$\frac{1}{297}$
1964	Union astronomique internationale	6 378, 160	$\frac{1}{298{,}25}$

Les dimensions admises internationalement sont désormais celles de 1964.

● *Détermination de la position d'un point à la surface de la Terre.* Un point se détermine par ses coordonnées ; s'il s'agit d'un lieu terrestre, trois sortes de coordonnées sont utilisables : les coordonnées géographiques, qui assimilent la Terre à une sphère ; les coordonnées astronomiques qui considèrent le lieu comme un point de l'univers et qui le déterminent comme n'importe quel astre, et les coordonnées géodésiques qui rapportent la Terre à l'ellipsoïde de référence que nous venons d'indiquer :

Coordonnées	Coordonnées géographiques	Coordonnées géodésiques	Coordonnées astronomiques
Latitude	Angle que fait la normale à la *sphère* terrestre en un lieu avec le plan de l'équateur terrestre.	Angle que fait la normale à l'*ellipsoïde de référence* en un lieu et l'équateur.	Angle que fait l'équateur avec la verticale du lieu (ou hauteur du pôle au-dessus de l'horizon).
Longitude	Angle dièdre du méridien du lieu avec un méridien origine.		

Si la verticale du lieu coïncidait avec la normale à l'ellipsoïde ou à la sphère, les latitudes géographiques, géodésiques et astronomiques seraient confondues ; comme il n'en est pas rigoureusement ainsi et qu'il existe entre la verticale et la normale à l'ellipsoïde une différence angulaire variable selon le lieu considéré, il en résulte des différences entre les divers systèmes de coordonnées. Cette *déviation de la verticale* se traduit par un désaccord sensible entre une distance « astronomique », c'est-à-dire calculée par référence aux coordonnées astronomiques, et une distance géodésique, rapportée à l'ellipsoïde : la différence maximale est atteinte à l'île de la Réunion (4,2 % sur 70 km).

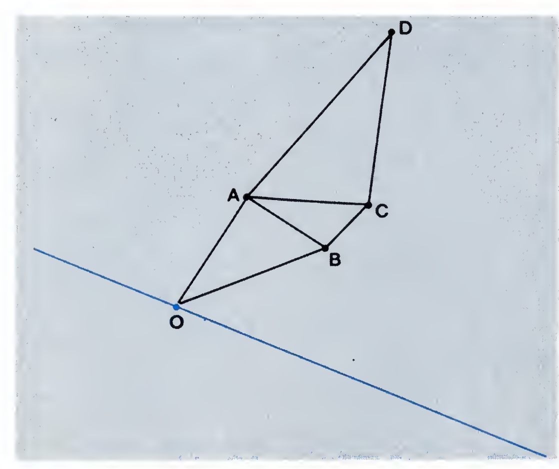


Photographie due à Gemini IV, survolant la côte de l'Arabie du Sud (Hadramaout) et le golfe d'Aden ; nous découvrons dans ce pays aujourd'hui désertique, un ancien réseau hydrographique très ramifié.

La triangulation.

Si l'on veut connaître, par exemple, les coordonnées précises de tous les clochers du 6e arrondissement de Paris, on peut, certes, mesurer pour chaque clocher avec précision sa longitude, sa latitude et la direction du méridien ; ce travail doit se faire par rapport aux posi-

tions des étoiles et demande énormément de soin. Il semble donc plus simple de le faire une fois pour toutes, en prenant toutes les précautions nécessaires, pour un point 0 qu'on appellera *point astronomique fondamental* et pour une direction de référence *(direction fondamentale)*, puis de relier tous les clochers A, B, C,... à ce point 0 en construisant de proche en proche des triangles :



Triangulation.

On mesure, à l'aide de lunettes de visée et de mires, les angles des différents triangles ; il suffit de connaître un côté (par exemple AB), pour déterminer tous les autres par le calcul trigonométrique. On rapporte ensuite ces mesures sur l'ellipsoïde de référence.

La méthode est simple dans son principe, complexe dans son application : essayez donc de déterminer les angles d'un triangle dont les sommets seraient l'antenne de la tour Eiffel, le clocher de l'église Saint-Germain-des-Prés et la pointe de la flèche de Notre-Dame ! Quand il s'agit de grandes distances, les causes d'erreurs sont nombreuses et les difficultés sans nombre : sans entrer dans les détails, disons que les *topographes* déterminent, sur une petite surface de terrain, un réseau de triangles qu'ils agrandissent de proche en proche ; ils multiplient les mesures, utilisent des méthodes d'approximation variées, coordonnent, corrigent les résultats dont l'homme ne peut venir à bout sans l'aide de calculateurs électroniques. A titre d'exemple, on peut citer la triangulation de l'Europe occidentale et de l'Afrique du Nord : il a fallu résoudre, à l'aide de machines à calculer, 2 300 équations simultanées !

Que signifient tous ces résultats ? Ils expriment la différence qui existe entre le géoïde et l'ellipsoïde théorique qu'on peut donc corriger et ajuster. Quand le monde entier aura été ainsi « triangulé », nous aurons une représentation précise du globe terrestre.

Dimensions de la Terre.

Si l'on admet, comme on l'enseigne dans les livres de géographie élémentaire, qu'un méridien terrestre mesure 40 000 km, un trajet de 1° dans le sens nord-sud sur ce méridien devrait représenter :

$$\frac{40\,000}{360} = 111{,}111 \text{ km.}$$

Or, selon qu'on effectuera ce trajet à l'équateur (latitude : 0°) ou au pôle (latitude : 90°), la distance parcourue mesurera 110,575 km ou 111,694 km : 1 119 m de différence. Un bateau qui se déplace de 1° vers le sud au large des îles Shetland parcourt environ 450 m de plus que s'il se déplaçait de 1° dans le détroit de Gibraltar. Le tableau ci-après donne les longueurs d'arcs de méridien de 1° selon la latitude ; on a indiqué en outre dans la dernière colonne les variations de g en fonction de la latitude.

La pesanteur.

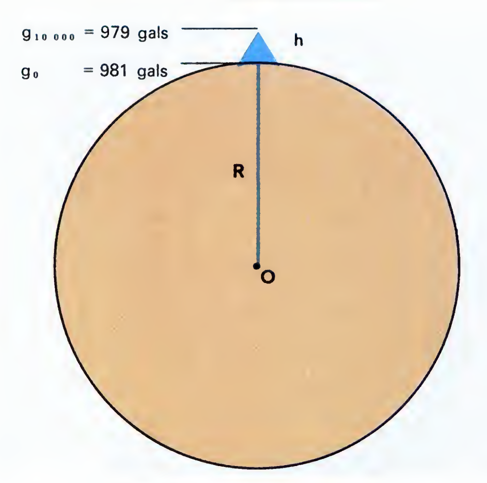
L'accélération de la pesanteur.

Quand un corps tombe en chute libre, son mouvement est uniformément accéléré et l'accélération g ne dépend pas de la nature du corps ; une plume et une bombe, lâchées du haut d'une tour, arriveront en même temps au sol si la chute a lieu dans le vide (dans l'air, la plume « flotterait » et ne descendrait que lentement) ; comme il est malaisé de faire le vide sur une hauteur de 100 ou 200 m, on peut éliminer la résistance de l'air en lâchant, du haut de la tour, des corps de même forme, mais de poids différent : une boule de 5 kilogrammes et une boule de 1 kilogramme arriveront au sol en même temps. L'accélération, commune à tous les corps en un lieu donné, se mesure en m/seconde/seconde (m/s^2) ; on utilise aussi le *gal* (de Galilée) qui vaut 1 cm/s^2, et le *milligal.*

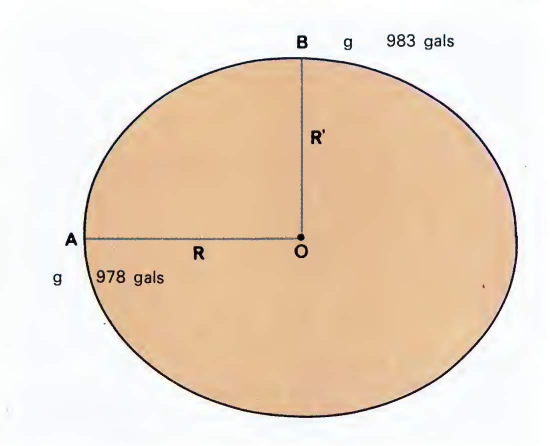
Pour mesurer g, on peut, évidemment, procéder directement en déterminant la hauteur et le temps de chute d'un corps ; ces mesures sont peu précises et l'on préfère utiliser soit des oscillations d'un pendule dont la fréquence est proportionnelle à $\sqrt{g}$, soit des appareils nommés *gravimètres.*

On constate que l'accélération de la pesanteur varie en fonction de deux facteurs : l'altitude et la latitude, ce qui se comprend aisément puisque g est l'effet d'une force d'attraction dirigée vers le centre de la Terre et que plus ce centre est loin, plus la force est faible (elle est inversement proportionnelle au carré de la distance).

Latitude	Repères géographiques	Longueur d'un arc de méridien de 1° en km	Valeur de g en gals (niveau de la mer)
0°	Équateur	110,575	978,049
10°	Conakry	110,608	978,204
20°	Iles Hawaii	110,705	978,652
30°	Le Caire	110,853	979,338
40°	Philadelphie	111,035	980,180
50°	Lille	111,229	981,079
60°	Oslo	111,413	981,924
70°	Cap Nord	111,562	982,614
80°	Spitzberg	111,660	983,065
90°	Pôle Nord	111,694	983,221



Variations de g avec l'altitude.
Au niveau du sol, la distance au centre est R ; à l'altitude h elle est : R+h ; g diminue donc avec l'altitude.



Variations de g avec la latitude.
La Terre est aplatie au pôle et renflée à l'équateur ; donc R est plus grand que R' : l'attraction en A est donc plus faible qu'en B, puisque A est plus éloigné de O que B.

Les variations de *g*.

En appelant :
g_o la valeur de g au niveau de la mer
g_h la valeur de g à l'altitude h
g_φ la valeur de g à la latitude φ

On a :

$$(g_o - g_h) \text{ mgal} = 0{,}196 \times h \text{ mètres}$$

soit environ 2 milligals en moins par augmentation d'altitude de 10 m ; et :

$$g_\varphi = 978{,}049\,(1 + 0{,}0052884 \sin^2\varphi - 0{,}0000059 \sin^2\varphi)$$

g_φ est alors donné au niveau de la mer ; le tableau précédent donne les valeurs de g_φ calculées selon cette formule.

Rappelons enfin qu'à Paris on a :

$$g = 980\,943 \text{ mgals}$$

Les valeurs de g calculées par les formules qui précèdent ne sont pas toujours retrouvées dans l'expérience : les différences observées s'appellent les *anomalies de la pesanteur,* elles sont liées à des facteurs locaux (nature du sol, existence de certains gisements, etc.).

Structure interne de la Terre.

Voyage au centre de la Terre.

• *L'intérêt scientifique des tremblements de terre.* Quand la Terre tremble, cela est dû, en gros, à des cassures de roches en profondeur (entre 0 et 700 km de profondeur) ; du point de cassure partent des vibrations, les *ondes sismiques,* qui se dirigent les unes vers la surface de la Terre (où elles provoquent les catastrophes, hélas ! bien connues), les autres vers le centre de la Terre ; ces dernières peuvent même traverser les régions centrales pour apparaître aux antipodes du lieu où s'est produit le tremblement de terre.

Or la propagation des ondes sismiques dépend de la nature des matériaux à travers lesquels elles se propagent, de leur densité, de leur état (liquide ou solide), etc. ; c'est donc en étudiant la vitesse de propagation de ces ondes dans diverses directions qu'on a pu explorer l'intérieur de la Terre (travaux de K.E. Bullen).

• *Composition intérieure de la Terre : l'enveloppe.* Il faut se représenter notre planète comme une gigantesque pêche avec, au centre, un *noyau* de 3 450 km de rayon environ et, autour de lui, une enveloppe ou *manteau* de 2 900 km d'épaisseur. La peau de la pêche correspond à la partie la plus externe de l'enveloppe : c'est l'*écorce terrestre,* ou *croûte,* dont l'épaisseur est de 35 km environ sur les continents et de 3 km seulement sous les océans (ces nombres sont des grandeurs moyennes approximatives). L'étude des vitesses de propagation des ondes sismiques (Bullen) fournit les densités suivantes (par rapport à l'eau) :

— écorce terrestre : 2,7 environ (valeur couramment admise : 2,67).

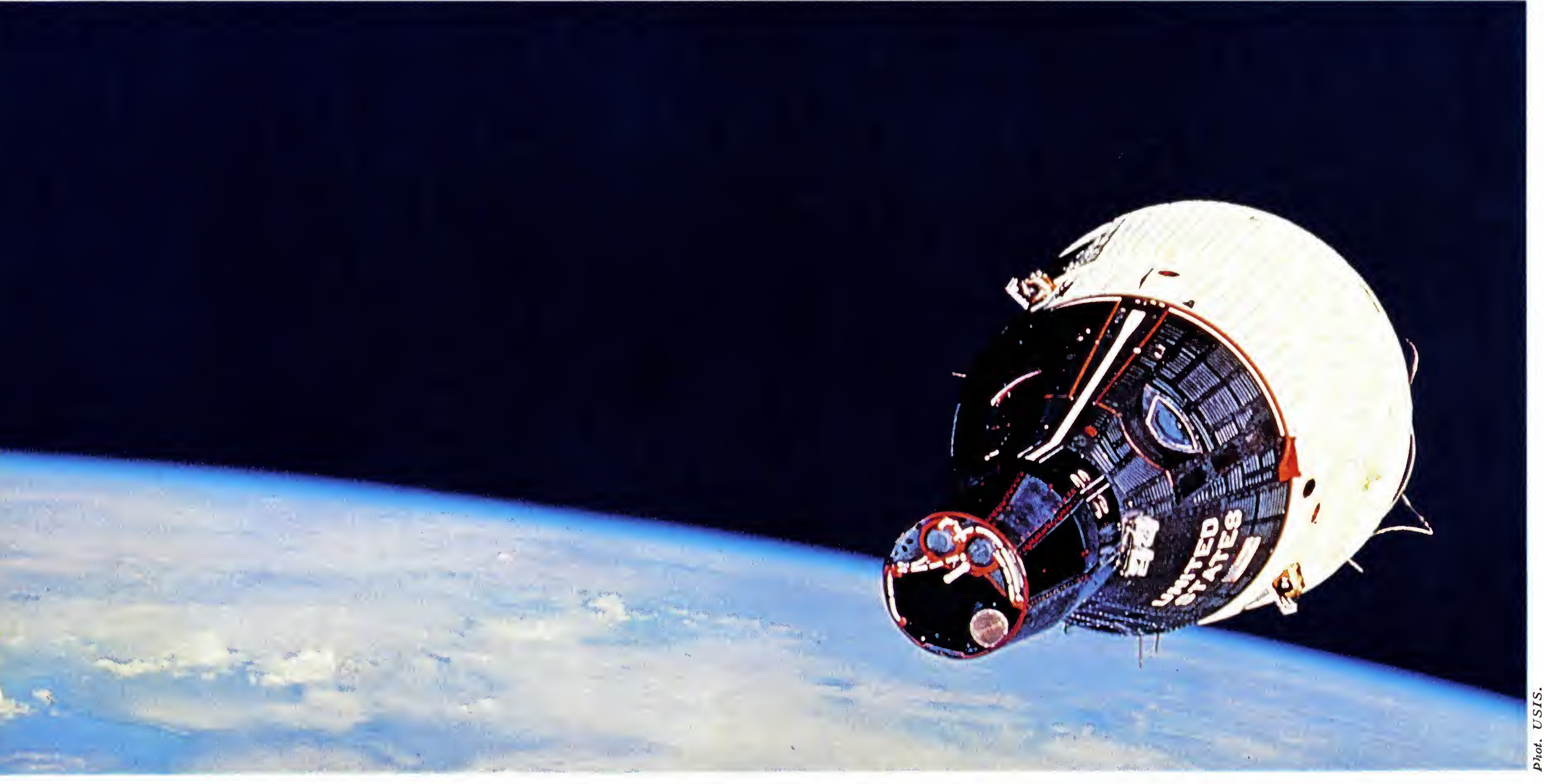
— manteau : de 3,3 immédiatmeent sous l'écorce à 5,6 à une profondeur de 2 900 km.

Il faut noter le passage brusque de la densité 2,7 à 3,3 alors que, dans tout le manteau, l'accroissement est progressif ; la raison de cette discontinuité est sans doute une différence de matière entre la croûte terrestre et l'enveloppe proprement dite (la « chair » de la pêche) ; cette dernière est constituée d'*olivine,* silicate qui doit son nom à sa couleur vert olive.

L'accroissement continu de la densité provient de l'augmentation de la pression au fur et à mesure qu'on s'enfonce dans le manteau ; alors qu'en surface, au niveau de la mer, la pression est purement atmosphérique (1 atmosphère environ), elle atteint plusieurs millions d'atmosphères dans les couches profondes.

• *Le noyau.* Une surprise guette l'explorateur hypothétique des entrailles de la Terre ; alors que la densité vaut 5,6 à 2 900 km, elle passe brutalement à 9,3 (9,7 selon certains auteurs) lorsqu'on dépasse cette profondeur. Cette discontinuité, bien plus importante que celle qui existe entre la croûte et l'enveloppe, indique que l'on pénètre dans une nouvelle zone, le *noyau terrestre ;* l'importance du saut nous impose d'invoquer non pas un changement de matériau, mais un *changement d'état.* Certains pensent qu'on passe de l'état solide à l'état liquide ; il vaut mieux dire que l'on passe à l'*état métallique,* c'est-à-dire que le noyau — à la différence de l'enveloppe — est un bon conducteur de la chaleur et de l'électricité.

On a tenté d'aller plus loin et certains géologues affirment que le noyau est composé de nickel, de fer



La photographie nous montre Gemini VII, lancé le 15 décembre 1965, qui fut le premier satellite habité à tenter et à réussir un rendez-vous spatial (avec Gemini VI). Elle nous montre avec une évidence propre à convaincre les derniers sceptiques que la Terre est ronde, comme l'affirment les géographes.

et de métaux comme le manganèse, le chrome, le cobalt (le NI-Fe). Parmi les arguments invoqués, il en est un troublant : par rapport au silicium et au magnésium (constituants qui prédominent dans l'enveloppe), la proportion du fer (supposé à 90 % dans le noyau) devrait être de $\frac{3}{4}$, or c'est précisément la proportion qu'on observe aussi bien dans les étoiles que dans les météorites. Pour des raisons qui n'ont pas à être discutées ici, cette *différence de matériau* entre le noyau et l'enveloppe a été niée par certains auteurs (travaux de Ramsey) qui donnent comme explication une *différence d'état* entre les deux régions.

Ajoutons que, dans le noyau, la densité augmente jusqu'à 11,7 vers 5 000 km de profondeur pour atteindre, au centre, une valeur voisine de 17 (13 d'après certains auteurs). Il y aurait à 5 000 km une nouvelle discontinuité qui permettrait donc d'imaginer un *noyau du noyau* (« *graine* »).

Pour mémoire, signalons que l'hypothèse d'une Terre initialement fluide et celle d'une variation régulière de la densité (Legendre, Roche), encore invoquées il y a quelques années, sont maintenant complètement abandonnées.

Température de la Terre.

D'après les travaux récents des géophysiciens, on estime à 5 000 °C environ la température du noyau ; sa bonne conductibilité thermique permet d'affirmer qu'elle est uniforme. Or 5 000 °C, c'est une température relativement basse si l'on conserve l'hypothèse, aujourd'hui rejetée, d'un état primitif fluide ; en revanche, selon les vues actuelles (la Terre constituée, à l'origine, par l'agrégation de *corps froids*), c'est une température très élevée, car il faut pouvoir expliquer comment le noyau central, initialement froid, s'est réchauffé d'une façon aussi spectaculaire.

On ne peut invoquer l'influence du rayonnement solaire, qui n'agit qu'en surface ; on ne peut non plus supposer l'existence de substances radioactives qui auraient servi de « combustible ». Un savant américain, Harold Urey, a émis l'hypothèse que la Terre devait comprendre, à sa naissance, dans son noyau, la même proportion de potassium radioactif que les météorites : le calcul aboutit à une température actuelle du noyau voisine de 1 500 °C, ce qui est très loin des 5 000 °C avancés au début de ce paragraphe.

Reste l'hypothèse de Fred Hoyle : ce serait la compression successive des matériaux qui les aurait échauffés ; selon les calculs de ce savant, on parviendrait à une température actuelle de 4 000 °C pour le noyau. Mais ce n'est qu'une pure hypothèse.

De toute façon, la vieille idée d'un feu central doit être abandonnée. Même avec 5 000 °C, le noyau de notre planète est « froid » comparé au Soleil, par exemple (température centrale de l'ordre de 10 000 000 °C), et l'on peut affirmer que la plus grande partie de la chaleur terrestre qui se manifeste par des phénomènes observables (volcanisme, thermalisme) est produite dans la croûte terrestre, et non dans les couches profondes, par la radioactivité naturelle des minerais radioactifs (radium, thorium, actinium) contenus dans ses roches.

Age de la Terre.

• *L'uranium et le plomb :* tout le monde sait que l'uranium est un corps qui se désagrège spontanément ; on dit qu'il est naturellement radioactif (ne pas confondre avec la radioactivité provoquée qu'on réalise dans un réacteur nucléaire ou dans une bombe atomique) ; en se désagrégeant, il se transforme peu à peu en plomb. Précisons la nature de ce plomb. Le plomb « ordinaire », celui des canalisations d'eau dans une salle de bains, est composé d'atomes comprenant 82 protons et 122 neutrons ; on l'appelle le plomb 204 (82 + 122 = 204). Le plomb qui provient de l'uranium a encore 82 protons, mais son nombre de neutrons a augmenté : il est passé à 124 (plomb 206) ou à 125 (plomb 207). Les réactions sont, en résumé :

uranium 238 → plomb 206 (stable)

uranium 235 → plomb 207 (stable)

D'autre part, on sait d'une façon certaine qu'une masse d'uranium 238 met 4 510 millions d'années à diminuer de moitié (c'est ce qu'on appelle la *période radioactive*), et que l'uranium 235 a une période de 850 millions d'années. Nous tenons là un processus dont la constance est impressionnante et indépendante des accidents géologiques (plissements, effondrements, etc.).

• *Principe de la mesure.* Supposons que nous trouvions, dans un morceau de roche, de l'uranium 238 et du plomb 206 (*a* grammes d'uranium et *b* grammes de plomb) ; les *b* grammes de plomb 206 proviennent de *a'* grammes d'uranium 238 (*a'* est calculable par une règle de trois simple à partir des relations de la radioactivité) ; il y avait donc à l'origine A grammes d'uranium 238 :

$$A = a + a'$$

Supposons encore que le rapport $\frac{A}{a}$ soit égal à 2, c'est-à-dire que la masse actuelle d'uranium 238 représente exactement la moitié de la masse initiale : nous pourrons conclure que notre roche a 4 150 millions d'années.

Cette méthode, très simple, ne présente qu'un inconvénient : nous avons supposé que les *b* grammes de plomb 206 provenaient intégralement de *a'* grammes d'uranium 238 ; mais s'il en était autrement ? Si la roche possédait déjà du plomb 206 dans son état initial ? Il faut donc trouver un moyen pour connaître la teneur naturelle des roches en plomb 206.

• *La méthode de Patterson et Hayden (Californie).* Ces deux savants ont résolu le problème en posant l'hypothèse que la teneur en plomb 206 devait être la même pour la Terre et pour les météorites (hypothèse que l'on n'a aucune raison de rejeter). Il devient alors très simple de procéder aux opérations suivantes :

— on analyse une météorite ne contenant pas d'uranium et l'on détermine sa teneur en plomb 206 ; soit *x* grammes la quantité contenue par kg de masse totale : elle n'est évidemment pas due à l'uranium 238, puisque celui-ci est absent ;

— on analyse une météorite contenant de l'uranium 238 et du plomb 206 ; soit *y* grammes la quantité de plomb 206 contenue par kg de masse totale ;

— la différence *y* — *x* fournit la teneur en plomb 206 due à l'uranium 238.

Les résultats de ces opérations peuvent s'étendre à la Terre ; on y ajoute aussi des considérations analogues concernant le plomb 207 et l'uranium 235 et l'on parvient au résultat suivant : l'âge de la Terre est voisin de 4 000 millions d'années. On le voit, nous sommes bien loin des 100 ou 200 millions d'années indiquées par les anciennes méthodes.

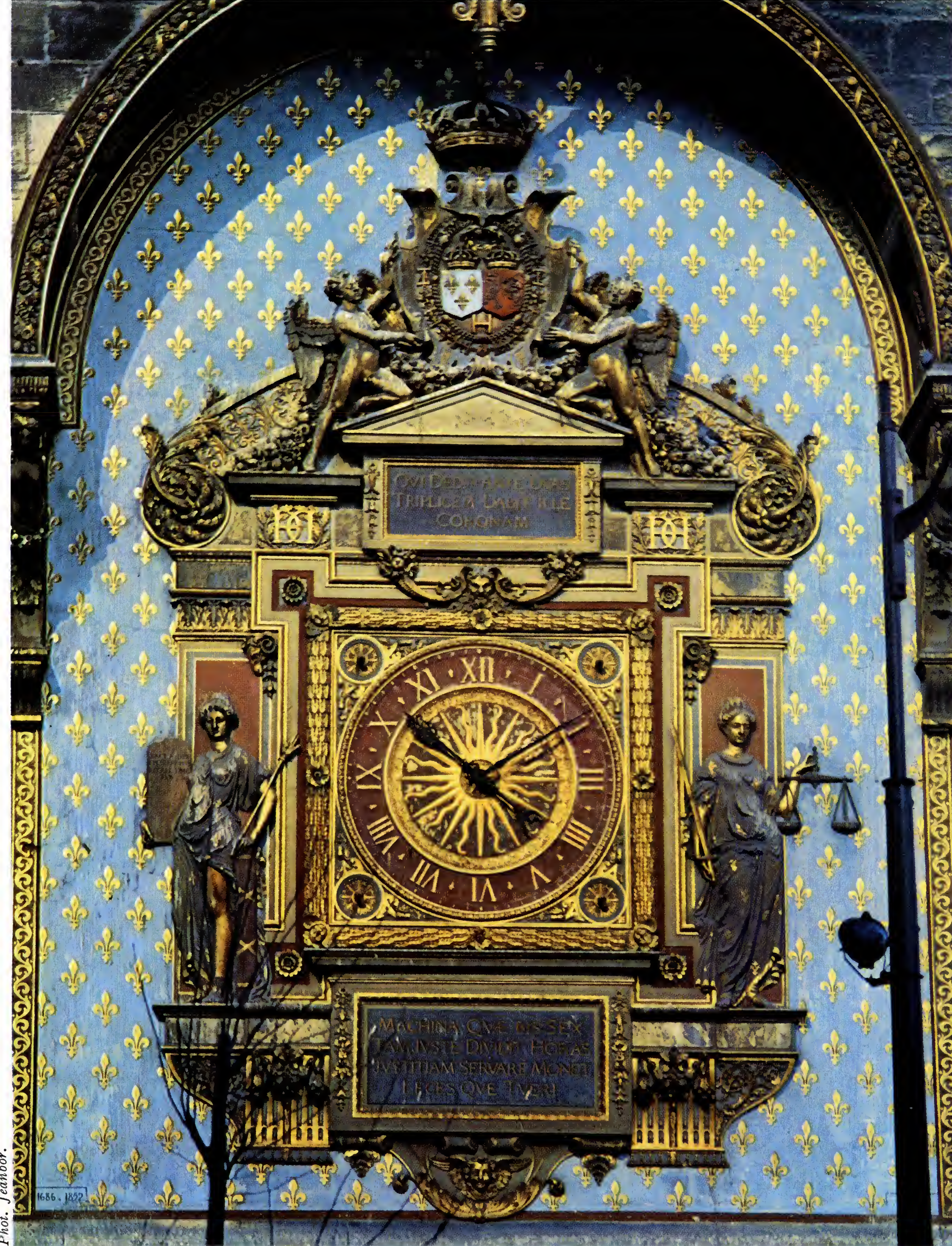
LE TEMPS.

Mesure du temps.

A la recherche d'un étalon de temps.

On peut mesurer le temps par la répétition régulière d'un phénomène ; par exemple par l'écoulement du contenu d'un sablier ou par la rotation des aiguilles d'une montre. Mais pour que cette mesure soit utile, il faut qu'elle soit invariable : si ma montre tourne trop vite, si mon sablier se vide irrégulièrement, je serai tout aussi embarrassé que si j'avais à mesurer une distance avec un mètre élastique ; comme le mouvement des astres est remarquablement régulier en première apparence, il est assez naturel de choisir le temps qui sépare deux positions précises d'un astre facile à observer comme *étalon de temps.* Outre sa régularité, la pendule cosmique a l'avantage d'être observable en tout lieu et à toutes les époques : elle est toute désignée pour nous permettre de construire une *échelle des temps.* Peu à peu l'humanité a perfectionné sa mesure du temps et ses calendriers (v. p. 129).

Les pères de l'astronomie, les Mésopotamiens, avaient choisi le mouvement de la Lune comme base de la mesure du temps ; nous verrons combien ce principe était peu commode. Les Chinois, les Égyptiens puis les Grecs mesurèrent le temps par référence au mouvement apparent du Soleil, c'est-à-dire au mouvement réel de la Terre ; tant qu'il ne fut pas nécessaire de comparer l'heure d'un lieu avec l'heure d'un autre lieu, on a pu se contenter d'une définition grossière de l'unité de temps. Puis il a fallu se mettre à l'heure exacte et tenir compte des irrégularités du mouvement de la Terre, d'où les réformes de calendriers dont les plus célèbres sont celles de Jules César et du pape Grégoire XIII. Enfin, les exigences de la science moderne ont conduit les savants à rejeter la pendule astronomique ; sa régularité disparaît dès qu'on tente de mesurer le milliardième de seconde ; on s'est alors tourné vers un mouvement périodique d'une très grande constance, celui des vibrations émises par l'*atome de césium* dans certaines conditions : on est passé du temps astronomique au *temps atomique.*


Phot. Jeanbor.

Les horloges du temps passé, ici celle de la Conciergerie à Paris, étaient surtout des œuvres d'art.

Les trois unités de temps.

● *Le temps des éphémérides* (TE). C'est une échelle liée à la révolution de la Terre autour du Soleil. Il s'écoule une année tropique lorsque la Terre a fait un tour complet sur son orbite, c'est-à-dire lorsque la longitude du Soleil, mesurée sur l'écliptique, a varié de 360°. Cette échelle est bien adaptée aux besoins de la vie humaine courante ; il s'écoule une année tropique entre deux équinoxes de printemps et il suffit de diviser cette année par un procédé commode pour construire un calendrier qui respecte le rythme du Soleil. La *seconde,* qui est l'unité officielle de temps, est calculée par rapport à l'année tropique. Jusqu'en 1960, elle était définie comme la 86 400e partie du jour solaire moyen (v. p. 50) ; actuellement, la seconde du TE est la fraction $\frac{1}{31\,556\,925,9747}$ de l'année tropique pour le 0 janvier 1900 à 12 heures (nous expliquerons plus bas la signification de la date 0 janvier).

Cette nouvelle définition de la seconde du TE est une décision du Comité international des poids et mesures de 1956, appliquée en France par le décret du 3 mai 1961 relatif aux unités de mesure.

● *Le temps universel* (TU). Le temps universel se déduit, par une relation conventionnelle, du temps sidéral, angle horaire du point vernal γ, lequel est donc égal à 0 quand le point γ passe au méridien de l'observatoire de Greenwich. Le temps universel n'est autre que le temps civil local de Greenwich, et sa mesure repose sur la détermination de l'angle horaire du point vernal ; c'est-à-dire que le TU est lié au mouvement diurne. Or la rotation de la Terre sur elle-même est irrégulière (v. p. 117) : l'échelle TU est donc moins uniforme que l'échelle précédente, même lorsqu'on corrige le temps universel en tenant compte des irrégularités connues (le TU corrigé s'appelle le TU 2 ; il s'établit en prenant la moyenne des valeurs obtenues par tous les observatoires de la Terre). Ce calcul définitif est fait par le Bureau international de l'heure.

● *Le temps atomique* (TA). On appelle *seconde atomique* le temps correspondant à 9 192 631 770 vibrations de l'atome de césium. C'est en 1955 au Laboratoire national de physique de Grande-Bretagne que le premier étalon à jet de césium a été mis en service. Il est remarquablement constant et l'on peut étalonner à partir de lui une horloge de précision. La seconde atomique est très voisine de la seconde TE. Des tableaux donnent la correspondance entre TU, TE et TA ; par exemple au 1er juillet 1955, le TU était en avance de 0,959 seconde sur le TA ; mais cette avance diminue : le 17 décembre 1957, elle n'était plus que de 0,024 seconde et 30 jours plus tard, le 16 janvier 1958, le TU était en retard de 0,020 seconde sur le TA ; ce retard dépasse 5 secondes en 1967.

Le temps légal.

Les contradictions de la loi.

La montre de précision est un symbole du monde moderne ; les trains, les avions se déplacent de plus en plus vite, sont de plus en plus nombreux ; les télécommunications nous permettent d'être informés d'un événement qui a eu lieu aux antipodes dans la minute qui le suit. Pour des raisons de commodité, pour unifier les communications internationales, il est nécessaire de définir légalement le temps et c'est à ces dispositions légales que l'on doit de consulter un indicateur de lignes aériennes sans difficulté ou de fixer un rendez-vous téléphonique entre Paris et New York sans ambiguïté.

La loi est commode, et nous en verrons les modalités ; mais la loi est en contradiction avec elle-même, et c'est là une curiosité qu'il faut relever. L'échelle légale des temps, dans tous les pays du monde, c'est le TU : dans chaque contrée, le temps légal est le temps de Greenwich plus ou moins une certaine constante. Mais, et c'est ici que réside la contradiction, la *seconde légale,* marquée par le tic-tac de l'horloge ou par l'aiguille de notre chronomètre, est la seconde du TE !

Telle est la bizarrerie du système actuel : c'est un peu comme si l'on décidait de conserver le système des mètres, kilomètres, millimètres, etc., mais qu'on définisse le mètre comme la longueur égale à une toise.

LES FUSEAUX HORAIRES

SENS DE ROTATION DE LA TERRE

A côté des bizarreries, on rencontre, même dans les horaires officiels, une utilisation incorrecte des initiales GMT *(Greenwich Meridian Time)* : il ne faut pas écrire :

12 heures GMT

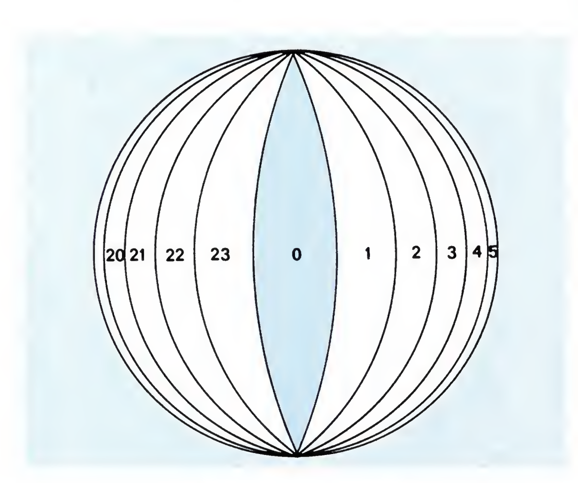
mais

12 heures TU

Les fuseaux horaires.

Le Soleil se déplace apparemment d'est en ouest ; il passe au méridien à Vienne avant de passer au méridien à Paris ; il est donc midi dans la capitale autrichienne quand il n'est que 11 heures et quelques minutes à Paris, du moins si nous mesurons l'heure avec un cadran solaire ; il y a 50 minutes de différence entre le *midi vrai* à Strasbourg et le *midi vrai* à Brest. Pour tenir compte à la fois de la position du Soleil en un lieu et de la nécessité d'avoir la même heure en tous les points d'un même pays, ou, tout au moins, d'une même région, on a instauré le système des *fuseaux horaires*.

La surface du globe est divisée en 24 fuseaux horaires dont les méridiens médians vont de 15° en 15° à partir du méridien de Greenwich *(méridien origine)*, numérotés de 0 à 23 en allant de l'ouest vers l'est.



Les fuseaux horaires.

Le temps légal à l'intérieur d'un fuseau est le temps universel (temps de Greenwich) augmenté d'un nombre d'heures égal au numéro du fuseau ; par exemple Paris étant dans le fuseau n° 1 (voir plus loin, heures d'été), quand il et 12 heures TU, il est :

12 + 1 = 13 heures

à Paris. Si le numéro du fuseau est supérieur à 12, on fait la même correction pour les heures, mais on enlève 1 au quantième ; par exemple s'il est 4 heures TU le 22 décembre, dans le fuseau n° 14, il est 18 heures, 21 décembre. Le fuseau 12 est compris entre 172,5° de longitude est et 172,5° de longitude ouest ; le méridien correspondant à 180° de longitude (appelé encore l'*antiméridien international*) est donc la ligne théorique où la date doit changer : on compte un jour en moins si l'on se dirige vers l'est, et un jour en plus si l'on se dirige vers l'ouest ; comme il serait mal commode de changer la date au milieu d'un pays ou d'une contrée, une ligne conventionnelle, qui suit à peu près l'antiméridien international, a été tracée sur la Terre : c'est la *ligne de changement de date*.

La règle « ajouter le numéro du fuseau au TU et diminuer le quantième d'un jour si le numéro du fuseau est supérieur à 12 » est simple à appliquer ; on peut cependant l'interpréter différemment, comme le montrent les exemples suivants :

Soit le temps universel : 18 heures, 22 décembre.

— Heure à Paris (fuseau n° 1) :
18 + 1 = 19 heures le 22 décembre.

— Heure à Saïgon (fuseau n° 8) :
18 + 8 = 26 heures le 22 décembre,
soit 2 heures le 23 décembre (car 26 − 24 = 2)

— Heure à la Guadeloupe (fuseau n° 20) :
18 + 20 = 38 heures le 21 décembre
(le numéro du fuseau est supérieur à 12).
Mais comme 38 − 24 = 14, 38 heures le 21 décembre correspondent à 14 heures le 22 décembre.

Ce qui montre que la correction pour la Guadeloupe aurait pu se faire directement en *ôtant* 4 heures de l'heure de Greenwich (24 − 20 = 4) ; appliquons ce principe à l'heure de Rio de Janeiro (fuseau n° 21) ;

18 heures − (24 − 21) = 18 heures − 3 heures
= 15 heures le 22 décembre

(le lecteur vérifiera que l'application directe de la règle donne bien ce résultat).

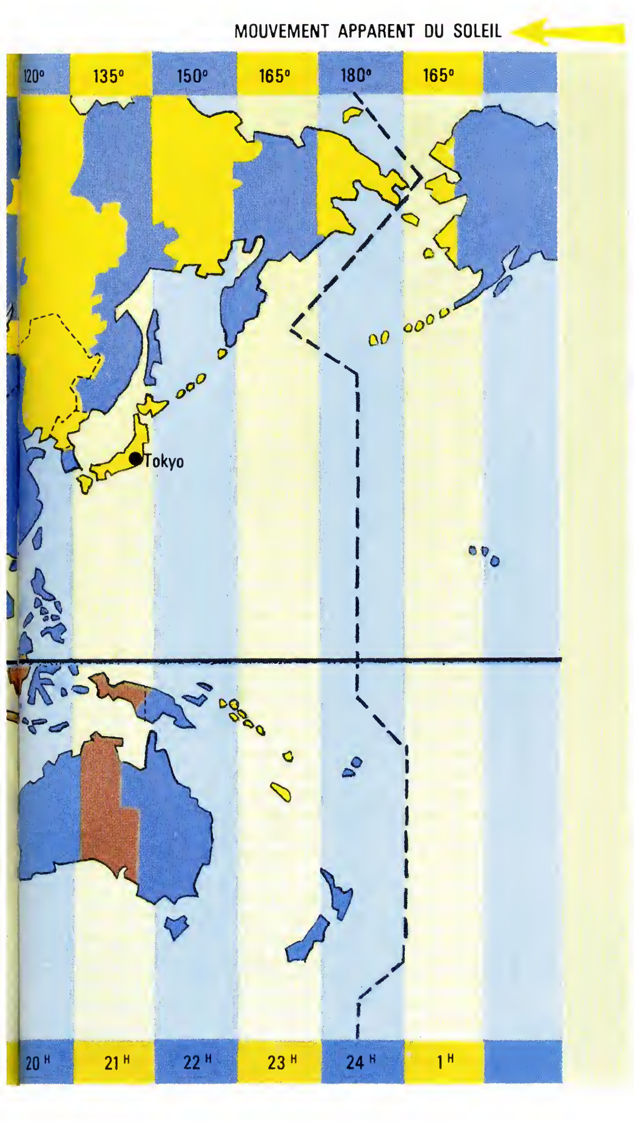
Heure légale et heure d'été.

En principe, le temps légal dans un pays est le temps du fuseau dans lequel il se trouve ; les États très étendus comme les USA ou l'URSS rattachent leurs diverses régions à plusieurs fuseaux. Prenons le cas de la France : elle est presque entièrement située dans le fuseau n° 0, jusqu'en 1916, l'heure légale était le TU ; en 1916, cette heure légale fut avancée d'une heure pendant l'été (il était donc 21 heures au lieu de 20 heures TU par exemple) : une disposition publiée au *Journal officiel* fixait le début et la fin de cette heure d'été, et ces jours-là tous les Français avançaient ou retardaient leur pendule. Ce système s'est poursuivi jusqu'en 1946, avec quelques variantes selon les années ; de 1946 à 1976, le temps légal en France était le temps universel augmenté de 1, conformément au système des fuseaux horaires. Ce principe de l'*heure d'été* a été appliqué dans de nombreux pays. Depuis 1976, une nouvelle modification a été introduite avec l'instauration d'une « heure d'été » en avance de 2 h sur l'heure solaire, tant en France que dans de nombreux autres pays européens.

Le seul pays au monde où le principe de l'heure légale n'est pas celui des fuseaux horaires est l'Arabie Saoudite : le temps légal y est l'heure solaire quotidienne.

Les signaux horaires.

Le Bureau international de l'heure (BIH) a été créé à Paris en 1919 pour unifier la mesure du temps dans le monde ; l'astronomie de position (v. p. 6 sqq.), les télécommunications, les transports rapides exigent un moyen simple et commode de connaître l'heure. Dans chaque pays, en liaison avec le BIH, des stations émettent des signaux caractéristiques (le *top* horaire) qui marquent les secondes et les minutes ; selon l'aspect de ces signaux, on distingue des signaux de type anglais, de type américain, etc. ; ils peuvent être reçus sur un récepteur radio.



D'après l'Atlas du Reader's Digest

Fuseaux pairs

Fuseaux impairs

Heure particulière à un Etat ou à une région

Fuseaux horaires réels.
Pour des raisons de commodité, les limites des fuseaux horaires ne suivent pas exactement les méridiens — sauf dans les régions inhabitées — mais les frontières politiques et administratives. Certains États, à cheval sur deux fuseaux horaires, ont adopté une heure moyenne (Guyanes, Inde, Iran). D'autres ont préféré se rattacher au fuseau voisin, de manière à gagner, chaque soir, une heure de lumière. La France par exemple, suit l'heure de l'Europe centrale depuis 1940 ; il y a donc un décalage moyen d'une heure entre l'heure solaire et l'heure légale.



Ph. Dupaquier

Le « soleil de minuit » à Hammerfest (Norvège).

LE CALENDRIER.

Le problème.

Le calendrier lunaire.

A Babylone, on mesurait le temps en fonction du mouvement de la Lune. On sait qu'il s'écoule un peu plus de 29 jours entre deux Nouvelles Lunes consécutives, et c'est cette *lunaison,* ou mois lunaire, qui servait de base au calendrier mésopotamien. Ces mois étaient composés de 29 ou 30 jours, tout comme nos mois solaires sont de 30 ou 31 jours, et une période civile d'une année correspondait donc à environ 354 jours. Si nous admettons, en première approximation, que l'année solaire est de 365 jours, on voit que le décalage entre le calendrier babylonien et le calendrier de la nature est de 11 jours : au bout de 8 ans, les dates officielles avaient donc à peu près 3 mois d'avance sur la position du Soleil, les calendriers indiquaient « mars », alors qu'en réalité on se trouvait en décembre. Comme les fêtes religieuses, les cérémonies agricoles, etc., se faisaient à dates fixes et que les astronomes observaient alors la position des étoiles, ils constatèrent assez rapidement le décalage qui existait entre la position des étoiles et les dates civiles ; on remettait donc « à l'heure » le calendrier toutes les fois que la discordance devenait trop grande : le roi d'une cité, l'administrateur d'une région promulguaient un décret décidant que l'année serait augmentée d'un 13e mois, ou que certains mois seraient augmentés d'un certain nombre de jours, de telle sorte que le calendrier fût d'accord avec les étoiles.

On voit donc comment se pose le problème du calendrier : il faut que notre division humaine en jours, mois, années corresponde à la position des étoiles dans le ciel ; c'est-à-dire qu'à une même date, à plusieurs années de distance, les étoiles aient rigoureusement les mêmes coordonnées astronomiques, se trouvent à la même hauteur au-dessus de l'horizon, etc. Dans le cas de civilisations utilisant le calendrier lunaire, le décalage par rapport aux astres et par rapport à la végétation est sensible au bout de quelques années, puisque au bout d'environ 3 ans la date du printemps tombe en plein hiver !

Les calendriers solaires.

On peut aussi, comme l'ont fait les anciens Égyptiens, et comme nous le faisons nous-mêmes, tenir compte de la position du Soleil et non pas de celle de la Lune ; un tel calendrier est dit calendrier solaire. Si l'on observe, chaque matin, le point de l'horizon où se lève le Soleil, on constate que ce point varie et fait un tour complet du ciel en ce que nous appelons une année, en raison de la révolution de la Terre autour du Soleil. Les Mésopotamiens connaissaient parfaitement ce fait, et ils avaient baptisé les constellations dans lesquelles se lève le Soleil : elles sont au nombre de 12, elles forment dans le ciel une sorte de ceinture qu'on appelle le *zodiaque.* Dans la vie courante, on ne parle cependant pas en années, mais en mois et en jours. Les divisions primitives des anciens calendriers solaires divisaient l'année en 12 mois de 30 jours chacun (360 jours). Le décalage par rapport à la réalité était donc d'un peu plus de 5 jours, et, tous les 15 ou 20 ans, le calendrier indiquait « mars » alors qu'on était en plein hiver. On remédia à ce fait en allongeant certains mois ; les Égyptiens eurent ainsi une année de 365 jours, le décalage par rapport à la réalité astronomique se limitant donc à un quart de jour. Avec ce nouveau système, il fallait attendre un peu plus d'un siècle pour que l'équinoxe de printemps tombât en plein hiver ; on ne pouvait donc s'apercevoir, d'une façon très sensible, du décalage en une seule vie humaine ; lorsque la différence entre le calendrier et la réalité était importante, les pharaons prenaient la décision d'ajouter un ou plusieurs mois à l'année en cours, c'est ce qu'on appelait des mois *épagomènes.*

Les Grecs et les Romains eurent aussi un calendrier solaire ; les Grecs comptaient en *olympiades* (période de 4 ans) et réalisaient, plus ou moins régulièrement, l'ajustement de leur calendrier en utilisant des jours épagomènes. Ce système se retrouve à Rome, et c'est Jules César qui remplaça le principe des jours épagomènes par l'instauration du *calendrier julien.*

Le calendrier julien.

Son principe.

L'année tropique, c'est-à-dire le temps qui sépare deux équinoxes de printemps, est fixée à 365,25 jours (365 jours et 6 heures). Elle est divisée en 12 mois de 30 ou 31 jours, à l'exception du mois de février qui n'en comprend que 28.

Pour tenir compte du quart de jour, il est nécessaire d'ajouter tous les 4 ans un 366e jour ; la réforme de Jules César intercalait donc un jour supplémentaire entre le 24 et le 25 février ; ce 24 *bis* février s'appelait en latin *bis sextus calendas Martias* (le 24 février s'appelant *sextus calendas Martias*) ; les années comprenant un 24 février double, un *bis sextus,* s'appelèrent donc des années bissextiles.

L'adoption de la réforme julienne par l'Église.

L'Église apporta deux modifications à la réforme julienne :

- *L'introduction d'une origine conventionnelle* pour numéroter les années : celle de la naissance présumée de Jésus-Christ.

- *La suppression du bissexte romain,* remplacé par un 29e jour en février lors des années bissextiles, la première année bissextile ayant été l'an 4 de l'ère chrétienne.

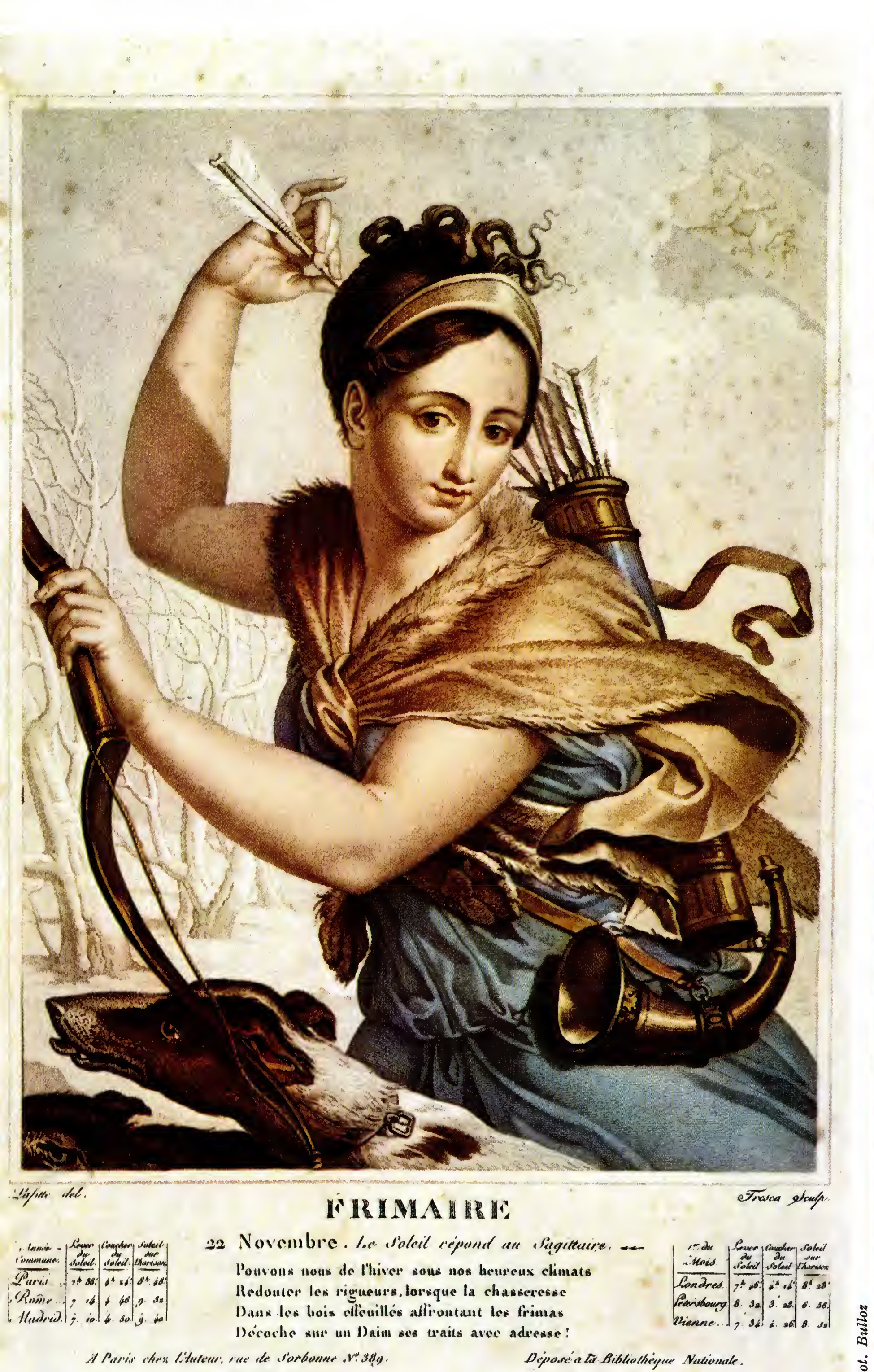
Le calendrier grégorien.

Inconvénient du calendrier julien.

L'année tropique est supposée rigoureusement égale à 365 jours 6 heures (365,25 jours) ; en réalité, elle vaut 365 jours 5 heures 48 minutes 45,98 secondes, c'est-à-dire 365,24219879 jours, soit environ 11 minutes de moins que l'année julienne. Le calendrier julien retarde donc de 11 minutes par an, c'est-à-dire de 3 jours tous les 4 siècles. Ce retard, insensible dans une vie humaine, avait atteint environ 10 jours en 1582 lorsque Grégoire XIII décida de rétablir l'accord entre le calendrier et le mouvement du Soleil.

La réforme grégorienne.

La réforme de Grégoire XIII comprenait d'une part la remise à l'heure solaire du calendrier et d'autre part une décision destinée à éviter que le retard se renouvelle.



Phot. Bulloz



Vendémiaire



Brumaire

Germinal



Floréal



• *Remise à l'heure :* par décision de la papauté, le jeudi 4 octobre 1582 fut suivi à Rome du vendredi 15 octobre 1582 ; il n'existe donc aucune date (à Rome) entre le 4 et le 15 octobre 1582.

• *L'année grégorienne :* comme le retard atteignait 3 jours tous les 400 ans, il fut décidé de supprimer 3 années bissextiles par période de 4 siècles ; sont donc bissextiles les années 1600, 2000, 2400, 2800... et non bissextiles les années 1700, 1800, 1900, 2100, 2200, etc. Cette modification donne donc, pour l'année grégorienne, la durée : 365,2425 j, soit 365 j 5 h 49 m 12 s.

Si nous nous reportons à la durée de l'année tropique, on constate que l'année grégorienne lui est légèrement supérieure, donc que le calendrier grégorien, lui aussi, est en retard sur les astres. Mais ce retard est minime, il sera de 1 jour en l'an 4317 !

La réforme de Grégoire XIII fut adoptée par le roi Henri III le 9 décembre 1582 (cette date eut pour lendemain le lundi 20 décembre 1582) ; dans les divers pays chrétiens, la réforme grégorienne s'appliqua avec plus ou moins de réticences : ainsi en Grande-Bretagne, elle n'aboutit qu'en 1752 ; d'autre part, dans les Églises de rite oriental, la liturgie a conservé l'usage du calendrier julien, ce qui explique que le Nouvel An n'est pas fêté à la même date par les chrétiens orthodoxes et les chrétiens romains par exemple.

Le calendrier républicain.

Caractéristiques.

Les années sont comptées à partir du 22 septembre 1792 (équinoxe d'automne), date de la fondation de la République ; ce calendrier a été en usage jusqu'au 1er janvier 1806, où il fut remplacé par l'ancien calendrier grégorien.

Les mois du calendrier républicain sont des mois de 30 jours, ils sont au nombre de 12 ; l'ajustement avec le cycle solaire se fait par l'addition de 5 (années normales) ou 6 (années bissextiles).

Les mois du calendrier républicain sont :

Vendémiaire, Brumaire, Frimaire, Nivôse, Pluviôse, Ventôse, Germinal, Floréal, Prairial, Messidor, Thermidor, Fructidor.

C'est Fabre d'Églantine qui baptisa ainsi les 12 mois de l'année. Chaque mois est composé de 3 décades, chaque décade comprenant 10 jours nommés selon une étymologie latine : primidi, duodi, tridi, quartidi, quintidi, sextidi, septidi, octidi, nonidi, decadi.

Il peut être intéressant de réaliser une correspondance entre le calendrier républicain et le calendrier grégorien, c'est ce que fournit le tableau suivant pour les années I à XV de la République.

Exemple : soit à chercher à quoi correspond, dans le calendrier grégorien, la date républicaine du 6 pluviôse An VIII. Le tableau montre immédiatement que le 1er pluviôse de l'An VIII correspond au 21 janvier 1800 ; il suffit donc d'ajouter 5 jours et l'on obtient le 26 janvier 1800.



Frimaire



Nivôse



Pluviôse



Ventôse

Ce calendrier « républicain » n'est-il pas plus évocateur que nos banals « calendriers des Postes » ?

Plairial



Messidor




Thermidor



Fructidor



Année républicaine		I	II	III	IV	V	VI	VII	VIII	IX	X	XI	XII	XIII	XIV	XV
Année grégorienne		1792	1793	1794	1795	1796	1797	1798	1799	1800	1801	1802	1803	1804	1805	1806
1 Vendémiaire	Sept.	22	22	22	23	22	22	22	23	23	23	23	24	23	23	23
1 Brumaire	Oct.	22	22	22	23	22	22	22	23	23	23	23	24	23	23	23
1 Frimaire	Nov.	21	21	21	22	21	21	21	22	22	22	22	23	22	22	22
1 Nivôse	Déc.	21	21	21	22	21	21	21	22	22	22	22	23	22	22	22

Année républicaine		I	II	III	IV	V	VI	VII	VIII	IX	X	XI	XII	XIII	XIV	XV
Année grégorienne		1793	1794	1795	1796	1797	1798	1799	1800	1801	1802	1803	1804	1805	1806	1807
1 Pluviôse	Janv.	20	20	20	21	20	20	20	21	21	21	21	22	21	21	21
1 Ventôse	Fév.	19	19	19	20	19	19	19	20	20	20	20	21	20	20	20
1 Germinal	Mars	21	21	21	21	21	21	21	22	22	22	22	22	22	22	22
1 Floréal	Avr.	20	20	20	20	20	20	20	21	21	21	21	21	21	21	21
1 Prairial	Mai	20	20	20	20	20	20	20	21	21	21	21	21	21	21	21
1 Messidor	Juin	19	19	19	19	19	19	19	20	20	20	20	20	20	20	20
1 Thermidor	Juill.	19	19	19	19	19	19	19	20	20	20	20	20	20	20	20
1 Fructidor	Août	18	18	18	18	18	18	18	19	19	19	19	19	19	19	19

Calendriers divers.

Le calendrier israélite.

Il est utilisé pour fixer les fêtes religieuses de la religion juive, et remonte au IVe siècle apr. J.-C. Les mois sont lunaires, c'est-à-dire qu'ils ont 29 ou 30 jours ; une année comprend 12 mois *(année commune)* ou 13 mois *(année embolismique)*. Le nombre de jours d'une année, commune ou embolismique, est légèrement variable : 353, 354 ou 355 jours pour les années communes, 383, 384 ou 385 jours pour les années embolismiques. Après une période de 19 années communes et embolismiques, le calendrier israélite est en accord avec la position du Soleil, c'est-à-dire le calendrier grégorien : c'est donc, non pas un calendrier strictement lunaire, mais un calendrier luni-solaire.

Les mois de l'année israélite sont les suivants :

Tisseri, Hesvan, Kislev, Tébeth, Schébat, Adar, Véadar, Nissan, Iyar, Sivan, Tamouz, Ab, Elloul. (Le nombre de jours de ces mois est irrégulier.)

Les principales fêtes israélites sont :

Dates	Fêtes
1er Tisseri	Nouvel An
3 Tisseri	Jeûne de Guedaliah
10 Tisseri	Kippour (expiation)
15 Tisseri	Soukkot (tabernacles)
23 Tisseri	Allégresse
25 Kislev	Hanoucca (dédicace)
10 Tébeth	Jeûne de Tébeth
13 Adar	Jeûne d'Esther
14 Adar	Pourim
15 Nissan	Pâque
18 Iyar	Lag be Omer
6 Sivan	Pentecôte
17 Tamouz	Jeûne de Tamouz
9 Ab	Jeûne d'Ab

Si l'année est embolismique, les fêtes du mois d'Adar sont reportées au mois de Véadar ; lorsque certaines de ces fêtes tombent un samedi, elles sont reportées à un autre jour.

Le calendrier musulman.

Le calendrier musulman est en usage non seulement sur le plan religieux, mais très souvent sur le plan des relations quotidiennes dans un assez grand nombre de pays musulmans ; lorsque ces pays sont en rapport constant avec les pays ayant adopté le calendrier grégorien, la double chronologie est utilisée. Le calendrier musulman est un calendrier strictement lunaire, qui comprend 12 mois de 29 ou 30 jours (année *commune* et année *abondante*). Il y a donc un désaccord presque permanent entre le calendrier et la position des astres.

La complexité de l'usage du calendrier musulman provient en outre de ce que, dans certains cas, le premier jour du mois est le jour où apparaît la Nouvelle Lune, alors que sur le calendrier imprimé le premier jour du mois est le jour de la conjonction Lune-Soleil (ce qui correspond à la véritable Nouvelle Lune, mais le croissant n'est pas encore visible dans le ciel).

Les mois de l'année musulmane sont les suivants :

Mois	Nombre de jours
Mouharram	30 jours
Safar	29 —
Rabi'-oul-Aououal	30 —
Rabi'-out-Tani	29 —
Djoumada-el-Oula	30 —
Djoumada-t-Taniâ	29 —
Radjab	30 —
Cha'ban	29 —
Ramadan	30 —
Chaououal	29 —
Dou-l-Qa'da	30 —
Dou-l-Hidjja	29 ou 30 jours

Les principales fêtes musulmanes sont :

Dates	Fêtes
1er Mouharram	Jour de l'An
10 Mouharram	'Achoura
1er Rabi-oul-Aououal	Hégire (fuite à Médine)
12 Rabi-oul-Aououal	Naissance de Mahomet (Mouloud)
27 Radjab	Résurrection de Mahomet
1er Ramadan	Descente des feuillets du Coran
17 Ramadan	Bataille de Badr
20 Ramadan	Conquête de La Mecque
27 Ramadan	Révélation du Coran
30 Ramadan	Fin du Ramadan
1er Chaououal	Nuit de la rupture du jeûne
10 Dou-l-hidjja	Fête de l'égorgement

Le calendrier musulman a pour origine l'an I de l'hégire (vendredi 16 juillet 622 apr. J.-C.).

Calendriers de l'Inde.

Les Hindous ont une année luni-solaire, divisée en 12 mois. Dans le sud de l'Inde (Karikal, Pondichéry), on utilise un calendrier solaire dans lequel le début d'un mois coïncide avec la position du Soleil dans un signe zodiacal. Les mois portent les noms des 12 signes du zodiaque et l'année a 365 jours 6 heures 12 minutes 30 secondes, ce qui est très voisin de l'année sidérale. Ce calendrier, en usage chez les Tamouls, groupe les années par périodes de 60 ans (60 ans = une grande année) et divise la journée sexagésimalement en 60 parties, divisées elles-mêmes en 60 autres parties, et divisées elles-mêmes en 60 autres parties (il y a en quelque sorte 60 heures, dans 1 heure 60 minutes et dans 1 minute 60 secondes). Dans les pays musulmans de l'Inde, on utilise le calendrier musulman traditionnel, décrit au paragraphe précédent. Cependant il existe aussi des systèmes luni-solaires (calendrier bengali par exemple) qui sont en rapport avec les besoins agricoles. L'année de ce calendrier réglée sur le Soleil s'appelle l'année *fasli ;* elle commence le 1er juillet et elle se déroule parallèlement à l'année grégorienne.

Calendriers d'Extrême-Orient.

- *Au Cambodge et au Laos,* on utilise un calendrier luni-solaire, d'origine indienne, et les mois de ce calendrier portent des noms d'animaux dérivés d'un système chinois archaïque.

- *Le Vietnam utilise le calendrier chinois ancien,* avec 12 mois de 30 ou 29 jours, et, tous les 2 ou 3 ans, un mois embolistique. Les années sont numérotées en fonction de leur place dans un cycle de 60 ans (la grande année) et par un « nom d'années », ce nom étant souvent un nom dynastique. C'est un système de ce genre qui existait par exemple à Rome, lorsqu'on désignait une année par le nom du consul qui avait exercé cette année-là sa magistrature. Le cycle actuel du calendrier vietnamien a pour point de départ 1924.

Conclusion.

Comme on le voit par ces quelques exemples, la division du temps est un phénomène très complexe qui tend à s'unifier avec l'extension des relations internationales. Les calendriers particuliers que nous avons cités à titre d'exemple sont surtout utilisés d'une façon religieuse, à l'exception des calendriers musulmans qui servent aussi pour la vie civile.

La numérotation des années qui, dans le calendrier grégorien, part de la naissance théorique de Jésus-Christ, est variable selon tous les calendriers. On appelle *ère* une période de temps commençant à une date précise plus ou moins conventionnelle : c'est ainsi que nous numérotons les années dans l'ère chrétienne. A titre d'indication, nous donnons la correspondance de l'année 1968 avec les principales ères utilisées. Dans l'année 1968 commencent :

l'an 1387 de l'hégire (islam)
l'an 5728 du calendrier israélite
l'an 1684 du calendrier copte (dont le point de départ est la première année du règne de l'empereur Dioclétien)
l'an 176 de la République
l'an 6681 de la période julienne (la période julienne est une suite de 7 980 années juliennes).

Il ne faut pas oublier non plus l'art de compter le temps des astronomes. Si l'on s'en tient à l'année tropique, telle qu'elle a été définie p. 50, c'est-à-dire débutant à l'instant où la longitude tropique du Soleil est égale à 280°, compte tenu de la correction d'aberration, on désignera par la notation 1967,0 ou 1968,0, etc., le début astronomique de l'année tropique ainsi définie et qui correspond pour 1967 au 1er janvier 0 heure 59 minutes TU et pour 1968 au 1er janvier 6 heures 47 minutes TU.

LA NAVIGATION.

Les instruments de navigation.

Le compas.

La position des astres dans le ciel a été, de tout temps, un point de repère pour les navigateurs, et l'une des applications pratiques les plus usuelles de l'astronomie de position est la navigation.

Le *compas* du navigateur est la version moderne de la boussole. Il comprend une *rose des vents* qui indique la direction du nord magnétique, graduée en degrés à partir de ce nord, dans le sens des aiguilles d'une montre ; cette rose est placée dans un habitacle, où elle est protégée du tangage et du roulis par une suspension ; un repère fixe indique l'axe du navire : c'est ce qu'on appelle la *ligne de foi,* elle indique la direction que suit le navire. L'angle entre la ligne de foi et le nord, qui se lit sur la boussole, s'appelle le *cap au compas.* Un viseur mobile associé à la rose des vents permet de mesurer l'angle d'une direction donnée avec le nord magnétique.

Entre le nord magnétique et le nord géographique, il y a en chaque lieu une différence constante appelée la déclinaison magnétique ; cet angle est indiqué par les cartes. De plus le navire, surtout s'il comprend de nombreuses parties métalliques, a un champ magnétique propre qui influe parfois de plusieurs degrés sur la boussole : entre le « nord-compas » et le « nord-vrai », il existe une différence, la *déviation du compas,* qui impose une correction des mesures. Tenir le cap, c'est maintenir la ligne de foi du navire dans la même direction ; on distinguera donc le *cap vrai,* par rapport au nord géographique, et le *cap au compas,* donné par la boussole.

La déviation d'un compas peut être compensée par un système d'aimants correcteurs.

Le sextant.

Le sextant est un appareil qui permet de mesurer la hauteur d'un astre au-dessus de l'horizon sans que l'observateur soit gêné par les mouvements du navire. Sur une portion de cercle graduée en degrés (le véritable sextant comporte 60°, mais on utilise aussi des « sextants » de 90°), peut se déplacer un rayon solidaire d'un miroir qui réfléchit la lumière reçue d'un astre, par l'intermédiaire d'un second petit miroir, dans une lunette qui vise l'horizon ; la lecture du déplacement sur le secteur gradué donne immédiatement la hauteur de l'astre. Cette *hauteur indiquée* est corrigée (v. p. 24) pour obtenir la *hauteur vraie.*

La détermination de la position d'un navire en pleine mer, le *point,* exige aussi la connaissance de l'heure exacte, fournie par un chronomètre ou, de nos jours, par des signaux radio.

Faire le point.

Détermination de la latitude.

On sait (v. p. 9) que la latitude d'un lieu d'observation est égale à la distance zénithale d'un astre observé à son passage au méridien du lieu augmentée de la déclinaison de cet astre.

De nuit, dans l'hémisphère Nord, la détermination de la latitude se fait par l'observation de la Polaire : la latitude est très voisine de la hauteur de la Polaire au-dessus de l'horizon ; la correction est de 58' lorsque l'étoile Polaire passe au méridien, et elle dépend de l'heure aux autres instants.

De jour, on mesure la distance zénithale du Soleil à l'aide du sextant, et les tables appelées *Éphémérides nautiques* donnent la déclinaison D nécessaire au calcul de la latitude.

Quand on reçoit les signaux horaires par radio, l'observation du Soleil au méridien — qu'on appelle la *méridienne* — est aisée si le navire ne se déplace pas trop vite.

Détermination de la longitude.

Elle se fait à partir des signaux horaires : la comparaison entre l'heure de Greenwich et l'heure locale. La nécessité de connaître l'heure exacte en un lieu pour déterminer sa longitude avec précision explique que les cartes établies avant le XVIIIe siècle, c'est-à-dire avant que les hommes ne possèdent des horloges de précision, soient des cartes inexactes en longitude.

Les calculs doivent être faits avec soin : il en résulte que, pour des bâtiments trop rapides, il est nécessaire de faire le point autrement que par des moyens astronomiques ; on utilise, notamment en aéronautique, les méthodes radioélectriques *(radar).*

UN SCANDALE : L'ASTROLOGIE

HISTOIRE D'UN LEURRE.

Origines.

Au seuil de l'histoire.

Aussi loin qu'on puisse remonter dans le temps, c'est encore aux Mésopotamiens que nous conduit l'histoire de cette croyance qui a enfanté l'astrologie. Les anciennes tablettes de Babylone et de Ninive comprennent des textes de présages ; elles sont construites sur le type : « Si tel phénomène se produit dans le ciel, il se produira tel événement heureux ou malheureux. » Le phénomène céleste, c'est soit la position d'un astre (« si [la planète Jupiter] se trouve à l'intérieur du halo de la Lune, le roi d'Akkad sera assiégé et les animaux périront »), soit une éclipse (« une éclipse aura lieu... c'est un signe de paix »), soit un commentaire sur l'apparition d'une comète. Aucun texte n'est systématique, et il n'existe, bien entendu, pas un seul « traité » d'astrologie : simples listes de présages, intéressant l'ensemble de la cité, telles sont les vieilles tablettes mésopotamiennes ; elles intéressent l'historien des sciences dans la mesure où, à force de chercher des secrets dans le ciel, les astronomes de Babylone ont pris l'habitude de noter la position des astres et de transmettre des informations qui supposent une grande habileté et un sens aigu de l'observation.

De Mésopotamie, l'art des prédictions s'est transmis aux Égyptiens, aux Grecs, et enfin aux Romains ; il devenait en même temps plus précis et s'accompagnait de considérations philosophiques et mystiques sur les rapports entre l'homme et l'univers. Mais, répétons-le, jusqu'au IIIe siècle avant Jésus-Christ environ, *il n'y a aucune trace ni de doctrines astrologiques systématiques ni de tentatives de prédiction du sort d'un individu particulier ;* plus tard, bien plus tard, des charlatans ont prétendu avoir retrouvé « le secret des anciens Égyptiens »(!) : que le lecteur n'oublie pas que, jusqu'au XIXe siècle, on ne connaissait rien de l'histoire de l'ancienne Égypte (les hiéroglyphes n'ont été interprétés qu'en 1822 par Champollion), et que tout ce qui s'y rapportait était traditionnellement considéré — depuis les Grecs — comme mystérieux. Quoi de plus tentant que d'exploiter le mystère ! Les thaumaturges, astrologues et autres aventuriers vantaient les secrets égyptiens, comme les agences de tourisme faisaient miroiter à leurs clients, au cours des « Années folles », les « apaches » des bals interdits, les « mauvais garçons » de pacotille qui tiraient de leurs rôles de composition des revenus réguliers.

L'astrologie se systématise.

Si des philosophes comme Pythagore et ses disciples ont contribué à laisser croire qu'il existait un rapport mystérieux entre l'homme et les astres (« chaque étoile est une âme », enseignait-on dans les sectes pythagoriciennes), si les poètes grecs ont répandu la thèse d'un univers peuplé de dieux, il y a eu des savants (Anaxagore, Euoxe, Carnéade) pour s'élever violemment contre cet obscurantisme. Mais, à ce stade de l'histoire, l'ignorance l'emportait sur la sagesse ; Aristote lui-même, dont la philosophie régna sur tout le Moyen Age, affirmait que le monde d'ici-bas était lié aux mouvements des astres. Le mélange de philosophie, de science et d'ignorance donna naissance, sans qu'on sache exactement par qui, où et quand, à la doctrine des correspondances : l'été est lié à la chaleur, et comme en juillet le Soleil se lève dans la constellation du Lion, on pensait couramment que la chaleur de l'été était provoquée par une « exaltation » du Soleil par le Lion ! Les opinions se multiplient, sans justification, dans les siècles qui précèdent l'ère chrétienne ; les astres errants, les planètes sont doués de pouvoirs qu'ils transmettent aux hommes en fonction de leur situation dans le ciel lors de la naissance : Jupiter est un astre « mâle », Vénus une planète « femelle » (si le lecteur a parcouru le chapitre sur les grosses planètes, il ne peut que sourire de telles affirmations : de l'hydrogène, de l'hélium, du méthane, des atomes, des composés, à des centaines de milliers de kilomètres de nous, n'ont que très peu de rapport avec un caractère mâle ou femelle !), la Lune favorise les naissances et les semailles, etc. A travers les proverbes, les poésies, les opuscules obscurs, tout un corps de doctrines s'élabore, sans aucune préoccupation logique, car les affirmations les plus contradictoires se rencontrent à travers tous les textes qui nous sont parvenus.

Et comme, dans l'histoire des hommes, tout finit par se systématiser, nous en arrivons à Ptolémée. Son nom est inséparable de la grande synthèse astronomique de l'École d'Alexandrie : reprenant les observations de ses devanciers, il fournit de l'univers une image fausse mais ingénieuse géométriquement et qui fut acceptée jusqu'au XVIe siècle ; mais l'*Almageste,* qui contient la description de son système, n'est pas son seul ouvrage : il écrivit un traité d'astrologie, le *Tétrabiblos,* qui se répandit dans tout le monde méditerranéen oriental, qui fut repris par les Arabes cinq siècles plus tard et largement diffusé par ces derniers.



Chantilly, Musée Condé. Phot. Giraudon

Le Zodiaque. L'Homme astronomique, par Pol de Limbourg.

Des Romains aux hommes de la Renaissance.

Les « Chaldéens » à Rome.

Si l'on veut bien avoir présent à l'esprit combien l'ignorance de l'homme était grande, tant à l'époque de Platon qu'à celle de Cicéron, on excusera sans doute les anciens d'avoir cru à l'astrologie (mais les « fidèles » des astrologues actuels ne sont-ils pas plus ignorants encore ?).

Les Romains vivaient dans une constante atmosphère de présages : la guerre, la politique, les affaires débutaient par une consultation d'oracle et les *augures* et *aruspices* avaient, à Rome, une place privilégiée, tout comme le *sorcier* des peuplades dites primitives. A vrai dire, les gens cultivés n'y croyaient guère (nul augure ne peut rencontrer un autre augure sans sourire, disait Cicéron), et les hommes politiques les utilisaient à des fins de propagande plus que par conviction.

La réaction de l'Église.

Dès qu'elle fut organisée, l'Église chrétienne s'opposa à l'astrologie, pratiques « païennes » contraires aux doctrines et dogmes de la Providence. Le texte célèbre de saint Augustin mérite d'être mis sous tous les yeux :

> *... Consultez un poème quelconque chantant n'importe quoi dans une intention quelconque : vous y trouverez souvent un vers, au hasard, et sans qu'il y ait lieu de s'étonner, qui réponde à merveille à l'affaire qui vous occupe. De même, il arrive que l'esprit humain, en vertu de quelque instinct supérieur et inconscient de ce qui se passe en lui, émette par hasard et non par l'effet d'un art quelques sentences qui conviennent aux faits et gestes du questionneur (*Confessions,* livre IV).*

Au livre VII, l'évêque d'Hippone énonce cette formule que nous méditerons tout à l'heure :

> *Il n'y a donc point d'art divinatoire. C'est par hasard qu'on prédit vrai.*

Et, jusqu'au XIe siècle environ, l'astrologie disparaît de l'Occident. Mais, avec l'introduction de la culture arabe, l'astrologie réapparaît, auréolée du prestige des sciences qui l'accompagnent ; les grands de ce monde, les rois, les princes ont des astrologues attachés à leur personne : qui n'a entendu parler de Galeotti, l'astrologue de Louis XI, de Ruggieri, le conseiller de Catherine de Médicis, et de Nostradamus, astrologue et médecin de Charles IX après avoir été celui de sa mère ? Nostradamus (1503-1566) publiait, selon la coutume de son temps, des *almanachs* qui, d'une part, fournissaient des prédictions astronomiques plus ou moins bien calculées (position des astres aux diverses époques de l'année, prédiction des éclipses, etc) et, d'autre part, des prédictions relatives aux destins des hommes. Le plus connu de ces écrits date de 1555 ; il s'agit des *Centuries :* c'est une série de quatrains obscurs, annonçant prophétiquement l'avenir de la France ; l'ouvrage se vend encore couramment en librairie, tant est faible le sens critique de l'humanité ; à vrai dire, chaque petit quatrain peut s'interpréter de mille et une façons, comme nos lecteurs s'en apercevront s'ils ont quelque temps à perdre en feuilletant les *Centuries.* Comme, en aucun endroit, Nostradamus ne propose de date, ni même d'époque, pour les événements qu'il prédit, on imagine combien les suppositions peuvent être délirantes : la « ville aux sept collines » est tour à tour interprétée comme Paris, Rome, Jérusalem... ou Saïgon ! Si l'on pouvait comparer le nombre d'éditions de Ronsard, son contemporain, à celui des éditions de Nostradamus, on serait sans doute confondu de voir que, même entre 1940 et 1944, lorsque le papier se faisait rare et que l'on ne pouvait rééditer les ouvrages fondamentaux de notre culture, Nostradamus a toujours été imprimé, vendu, et, hélas ! goûté.

La Renaissance et les Temps modernes.

Peu à peu l'homme sort de son ignorance : Kepler puis Galilée et Newton découvrent les grandes lois de l'univers ; les planètes ne sont plus des astres capricieux, mais des masses en mouvement dans le champ de gravitation du Soleil. Et si Kepler lui-même n'hésitait pas — pour des raisons pécuniaires — à faire des horoscopes, tout comme Tycho Brahé, il expliquera que c'était par nécessité : la fille folle qu'est l'astrologie nourrit sa mère, sage et pauvre, l'astronomie. Kepler établissant un horoscope, c'est un peu Beethoven écrivant quelques mesures de danse pour une fête mondaine.

A partir du XVIIe siècle, les esprits se divisent. Dans l'ensemble, les savants sont hostiles à l'astrologie : les prédictions heureuses tiennent plus d'un hasard que d'un savoir mystérieux ; mais le public s'accroche à ses croyances. N'importe quel escroc, paré d'un nom aux consonances orientales, prétendant avoir eu communication du savoir des Chaldéens, enrobant ses prophéties dans un tissu de propositions scientifiques, fera plus aisément la conquête de la société mondaine que le savant honnête, confessant les limites de son savoir.

De nos jours.

La force des superstitions.

Il serait vain de vouloir effacer, d'un seul coup, l'ignorance qui règne parmi les esprits. Trop de domaines humains échappent encore à l'investigation scientifique, et peut-on en vouloir à l'homme, isolé au milieu de l'univers, de chercher désespérément la clé de son destin ? Sérions donc les questions.

● *Existe-t-il des rapports entre les astres et les hommes ?* En un certain sens *oui,* mais quels sont ces astres et ces rapports ? Nul ne songera à nier que le Soleil, par sa position relativement à la Terre et par ses propriétés physiques, influe sur notre vie : l'alternance des saisons, le jour et la nuit, les orages magnétiques, etc., ont des effets évidents sur l'activité humaine. Mais que dire des étoiles situées à des centaines, à des milliers, à des millions d'années de lumière ? Certes le navigateur se repère en mer grâce aux constellations : que des nuages surgissent, et le voilier est perdu ; certes le rôdeur profitera d'une nuit sans Lune pour escalader un mur : mais toutes ces « influences » ne sont que des *effets,* ce ne sont pas des *interventions.*

● *Que signifient les signes du zodiaque ?* Rien, absolument rien. On avait remarqué, à Babylone, que le Soleil se levait chaque mois dans une constellation différente ; on attribua à ces constellations des noms fantaisistes qui nous ont été transmis par les Grecs. Le zodiaque, c'est au fond la concrétisation de l'écliptique (v. p. 47) et la situation du Soleil dans les constellations varie au cours des âges en fonction de la précession des équinoxes (v. p. 12).

● *Existe-t-il des relations entre les planètes et la Terre ?* Physiquement aucune, sinon l'attraction newtonienne. Les noms des planètes remontent aux Grecs et aux Romains : Mars n'est pas guerrière, Vénus n'est pas amoureuse, et Jupiter n'est pas royale ! Chez les Chinois, chez les Mésopotamiens, chez les Égyptiens, chez les peuples de l'Amérique pré-colombienne, etc., elles portent des noms différents et on leur attribue des « vertus » différentes.

● *Comment expliquer les prédictions ?* En comptant les prédictions « non réussies » et en comparant les proportions d'échecs et de réussites aux proportions qu'on aurait obtenues en tirant les réponses au sort.

● *Comment expliquer que des hommes « éminents » croient à l'astrologie ?* C'est un vestige de l'enfance, une sorte de réaction spontanée à la vie terre à terre de tous les jours : l'homme intelligent qui « croit à l'astrologie » est un peu comme le malade cardiaque qui ne peut s'empêcher de fumer, en cachette de son médecin ou de son infirmière. Il faut aussi souligner que lorsqu'il s'agit de problèmes véritablement sérieux, l'homme « éminent » renonce à ses superstitions : il n'est pas impossible de rencontrer un chirurgien qui interroge les astres pour connaître l'heure la plus favorable à une intervention, mais la superstition s'arrêtera là... C'est à son expérience et à son savoir scientifique qu'il s'adressera pour décider du mode opératoire.

● *Pourquoi les journaux et les hebdomadaires publient-ils régulièrement des horoscopes ?* Parce qu'il faut attirer la clientèle et « vendre » le plus possible ; certains magazines perdraient de nombreux lecteurs s'ils supprimaient cette rubrique : les éditeurs s'inclinent devant les exigences commerciales, mais les savants et les éducateurs de toutes origines et de toutes disciplines admireraient l'éditeur courageux qui bannirait de ses colonnes l'appel à la supersitition comme il en écarte l'appel à la débauche ou aux désordres.

Nous suggérons aussi aux lecteurs que l'astrologie attire, de comparer une dizaine d'horoscopes : la diversité des opinions qu'il y rencontrera contribuera, espérons-nous, à orienter son esprit critique. Une étude statistique et scientifique de la pseudo-valeur de l'astrologie sera esquissée p. 136.

● *N'existe-t-il pas, à côté de l'astrologie à tout venant du charlatan, une astrologie sérieuse ?* Il existe des astrologues qui donnent une forme plus scientifique à leurs affirmations et qui accompagnent leurs prédictions d'une description astronomique du ciel à la naissance du sujet dont ils étudient l'horoscope. La description astronomique, qui est un calcul à la portée de tout possesseur d'annuaire astronomique ou d'éphémérides, est alors la « locomotive » qui fait accepter le train d'affirmations arbitraires qui constituent l'horoscope proprement dit. Cette astrologie « sérieuse » est plus dangereuse que celle des grossiers charlatans, car elle frappe l'imagination du profane par ses préliminaires scientifiques, mais elle est tout aussi vide de contenu que l'astrologie « grossière ».

● *N'y a-t-il pas, cependant, des faits troublants, incompris de la science ?* Certes oui, et ils sont légion... mais l'astrologie ne les explique aucunement. Quant aux invocations traditionnelles des astrologues (rayons X, radioactivité...), elles sont généralement limitées à l'énonciation de faits dont, la plupart du temps, ils ignorent les aspects fondamentaux, qu'un simple bachelier connaît bien ! Nos charlatans — et, dans certains cas, nos escrocs — seraient bien incapables de *démontrer* le lien de causalité entre un phénomène astronomique réel et un fait humain. Par contre, on peut se demander si la radioactivité naturelle, dans certaines régions du Massif central, a une influence quelconque sur la vie de ses habitants : mais cela exigerait des enquêtes statistiques longues, difficiles, etc.

L'astrologie devant la loi.

Le Code pénal est formel : les articles 479 à 482 (loi du 28 avril 1832 complétée par l'ordonnance du 4 octobre 1945) punissent d'amendes ou d'emprisonnement « ceux qui font métier de deviner, de pronostiquer ou d'expliquer les songes » ; d'après les lois générales, les clients d'un astrologue sont donc *complices d'un délit.* Si, cependant, la « profession » d'astrologue se manifeste en plein jour (petites annonces, baraques foraines, etc.), c'est là le fait d'une *tolérance* des pouvoirs publics qui ont, il faut l'avouer, d'autres chats à fouetter. La plupart des codes nationaux comprennent des dispositions analogues.

LES PRINCIPES DE L'ASTROLOGIE.

Le ciel de la naissance.

Le principe de l'horoscope.

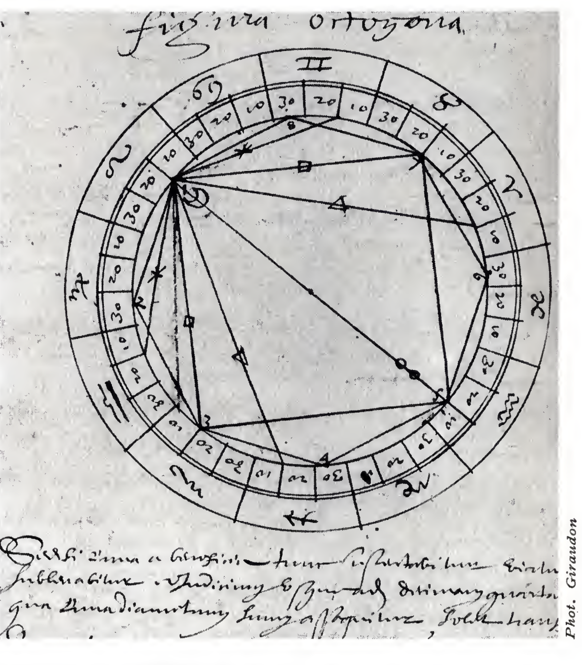
L'idée fondamentale de l'astrologie est que la position des astres au moment précis de la naissance influe définitivement sur le caractère et le destin d'un homme ; la figure du ciel à cet instant, en un lieu de latitude donnée, s'appelle l'*horoscope de naissance.* D'autre part, dans les différents moments de la vie d'un homme, lorsqu'une décision importante est à prendre dans un domaine quelconque, l'astrologie propose d'examiner la figure du ciel et de comparer l'horoscope à cet instant avec l'horoscope de naissance ; et selon que cette comparaison sera harmonieuse ou non harmonieuse, on dira que les astres sont ou non favorables à l'entreprise considérée.

Un horoscope est donc une description du ciel à un instant donné, selon un système de conventions dont les plus classiques remontent au *Tetrabiblos* de Ptolémée, et non, comme on le croit couramment, un ensemble de prédictions. Les prophéties, les considérations sur les correspondances, les affirmations de signes bénéfiques ou maléfiques, etc., sont des conséquences tirées de la configuration du ciel à un instant donné, c'est-à-dire de l'horoscope. Autrement dit, si les astrologues s'étaient contentés d'établir des horoscopes, ils n'auraient été que des astronomes utilisant un moyen plus ou moins traditionnel de description du ciel ; ils deviennent des charlatans à partir du moment où ils pensent que Saturne est une planète néfaste liée au rhumatisme ou à la surdité, que la Lune est bénéfique et qu'elle est en rapport avec les embarras gastriques ou que la scarlatine a un lien quelconque avec la planète Mars !

Les divisions du ciel.

L'astrologie traditionnelle divise la sphère céleste en douze fuseaux appelés *maisons ;* comme le plan de repère, pour tracer ces fuseaux, est le plan horizontal d'un lieu, les douze maisons du ciel ne sont pas les mêmes selon la latitude.

L'écliptique, c'est-à-dire le cercle décrit apparemment par le Soleil sur la sphère céleste, coupe les fuseaux en question en douze points : les *pointes.* Les signes du zodiaque, qui se trouvent tous au voisinage de l'écliptique, peuvent donc être reliés aux maisons et aux pointes des maisons.



Phot. Giraudon

Un thème astrologique.

Cette division du ciel se projette conventionnellement sur un plan : une bande circulaire extérieure représente l'écliptique jalonné par les signes du zodiaque, et douze secteurs, numérotés dans le sens contraire des aiguilles d'une montre, représentent les maisons. Un axe horizontal, est-ouest, sert d'axe d'origine pour la numérotation de ces secteurs ; la pointe de la première maison à l'est s'appelle l'*ascendant* (c'est le point où se lève le Soleil), et son point opposé s'appelle l'*occident ;* par extension, les signes du zodiaque situés à l'ascendant et à l'occident sont appelés aussi l'ascendant et l'occident de l'horoscope. Un axe perpendiculaire définit en outre le *milieu du ciel* et le *fond du ciel*. L'ascendant, l'occident, le milieu du ciel et le fond du ciel sont les quatre *angles de l'horoscope*.

L'établissement d'un horoscope consiste donc à situer la position relative des signes du zodiaque, des maisons, ainsi que celles des planètes (le Soleil et la Lune sont considérés, en astrologie, comme des planètes ; on les apelle aussi, depuis Ptolémée, des *luminaires*). Enfin les distances angulaires entre deux astres dans le zodiaque sont appelées des *aspects*.

Les astrologues raffolent des symboles ; ils les ont empruntés aux habitudes astronomiques anciennes ; en voici la liste :

- *Signes du zodiaque :*

Bélier ♈	Lion ♌	Sagittaire ♐
Taureau ♉	Vierge ♍	Capricorne ♑
Gémeaux ♊	Balance ♎	Verseau ♒
Cancer ♋	Scorpion ♏	Poissons ♓

- *Planètes :*

Mercure ☿	Mars ♂	Saturne ♄	Neptune ♆
Vénus ♀	Jupiter ♃	Uranus ♅	Pluton ♇

Les trois dernières planètes n'interviennent pas dans l'astrologie traditionnelle, car elles étaient inconnues des anciens ; les astrologues qui se disent « scientifiques » (essayons de ne pas sourire) ont introduit, chacun à leur manière, les trois planètes des temps modernes ; la Terre est représentée par le symbole ♁.

- *Les aspects :*

Conjonction ☌	Quadrature (90°) □
Opposition ☍	Trigone (120°) △
Sextile (60°) ✶	Quinconce (150°) —

Comment établir un horoscope de naissance.

Les principales influences astrales.

Si l'on connaît la date et le lieu de naissance d'un individu, on peut tracer la figure du ciel correspondant à l'horizon du lieu de naissance et placer, à la pointe de la maison I, le signe zodiacal dans lequel le Soleil se lève à la date en question : ce signe est, on l'a dit, l'*ascendant* de l'horoscope. La mise en place de l'ascendant détermine la position des onze autres signes : la pointe n° 1 peut occuper une place variable dans un signe : on indiquera donc en outre cette situation par un angle compris entre 0° et 30°.

Cette mise en place réalisée, on détermine la *planète régnante*, c'est-à-dire la planète attribuée par convention à chaque heure du jour : ainsi Saturne est la planète de la première heure du samedi, suivie de : Jupiter, Mars, le Soleil, Vénus, Mercure, la Lune (on reprend la série autant de fois qu'il est nécessaire : un homme né un samedi à 9 heures a pour planète régnante Jupiter) ; si l'on veut bien se reporter à la p. 4, on constatera la relation avec la nomenclature des jours de la semaine.

Nous connaissons donc l'ascendant et la planète régnante d'un horoscope ; reste à déterminer dans quelles maisons se trouvent les luminaires et les planètes, en particulier où se trouvent les nœuds lunaires ; quels sont les aspects que présentent les astres entre eux et où se situent certaines étoiles : Régulus, Aldébaran, Sirius, Véga de la Lyre, Antarès.

Toutes ces déterminations se font à l'aide d'annuaires, et c'est parce qu'ils consultent des éphémérides que les astrologues se prennent pour des savants ; lorsqu'ils établissent un thème astrologique, ils ont donc besoin de connaître bien plus l'heure de la naissance que l'année ou le mois, mais les temps qu'ils utilisent sont tantôt le temps civil, tantôt le temps sidéral, sans qu'ils sachent exactement à quoi cela correspond. Leurs prédictions sont d'autant plus fantaisistes qu'ils se fondent, prétendent-ils, sur d'anciennes traditions, et que ces traditions sont bien antérieures à nos divisions modernes du temps.

Interprétations.

Nous voici maintenant dans le domaine de la pure fantaisie. En gros, le principe des influences astrales est le suivant : les maisons sont plus ou moins heureuses selon leur numéro (I, IV, VII et X sont *fortunées*, VI et XII sont néfastes), les planètes et les signes du zodiaque sont nantis de vertus caractéristiques (voir les listes ci-dessous), ainsi que les aspects ; on met alors en parallèle ces valeurs et ces significations, à partir desquelles sont énoncées les prédictions. Inutile de dire que les interprétations varient selon les traditions et qu'un inventaire complet du langage des astres n'est pas notre propos ; nous avons cependant résumé dans les tableaux ci-dessous les doctrines les plus courantes.

Maisons	Signes et planètes associés	Région du corps gouvernée par la maison	Signification générale relative à :
I	*Bélier,* Mars	Tête, cerveau	Tempérament et caractère.
II	*Taureau,* Vénus	Cou, gorge	Biens matériels, travail.
III	*Gémeaux,* Mercure	Épaules, bras, mains	Frères et sœurs.
IV	*Cancer,* Lune	Poitrine, poumons, rate	Père et mère, hérédité.
V	*Lion,* Soleil	Cœur, nerfs, foie, estomac	Enfants, plaisir, amour.
VI	*Vierge,* Mercure	Ventre, intestins, plexus	Santé, maladies.
VII	*Balance,* Vénus	Reins, veines, ovaires	Mariage, femmes, beauté.
VIII	*Scorpion,* Mars	Organes de la génération	Mort.
IX	*Sagittaire,* Jupiter	Hanches, cuisses, fondement	Religion, philosophie, rêves.
X	*Capricorne,* Saturne	Squelette, genoux, jarrets	Gloire, honneurs.
XI	*Verseau,* Uranus	Jambes, chevilles	Amis protecteurs.
XII	*Poissons,* Neptune	Pieds	Ennemis, haines, trahisons.

Les planètes associées aux signes zodiacaux sont les planètes législatrices de ces signes.

- *Les planètes.* Les astrologues leur confèrent des propriétés liées à leur « nature », terme qu'il faut bien mettre entre guillemets car ils entendent par là leur proportion de « chaud », de « froid », de « sec » et d' « humide » ; les planètes sont donc maléfiques ou bénéfiques, mâles ou femelles, etc., et ces propriétés sont augmentées ou atténuées selon leur position par rapport aux signes du zodiaque, aux maisons et aux luminaires, tout spécialement le Soleil. De plus, des correspondances ont été établies, arbitrairement, entre les planètes, les pierres précieuses, les nombres, les couleurs, etc. Le tableau ci-dessous résume quelques-unes des interventions de ces « planètes » ; on a séparé l'influence à l'ascendant et l'influence à l'occident et le signe zodiacal associé n'a pas été rappelé, le tableau précédent donnant ces associations.

Interventions des « planètes »

Planètes	A l'ascendant	A l'occident	Fonctions et parties du corps plus spécialement gouvernées	Métaux, pierres, matériaux associés
Mercure	Corps harmonieux, cheveux rares, petits yeux, teint mat ou jaunâtre.	Corps petit, yeux luisants ; teint mat.	Langue, bassin, bile.	Émeraude, mercure, ambre, mastic.
Vénus	Corps harmonieux, peau blanche, yeux noirs, grâce féminine.	Cheveux plus rudes, taille médiocre.	Foie, odorat, muscles.	Cuivre, perle, sucre, miel, encens.
Mars	Grande taille, teint rosé, yeux bleus.	Petite taille, teint rougeâtre, poil roux.	Reins et organes génitaux, veines, oreille gauche.	Fer, aimant.
Jupiter	La même chose que Vénus mais le tempérament est mâle et grave.	Comme Vénus, mais en plus masculin.	Poumons, artères, tact, sperme.	Étain, soufre, pierres blanches.
Saturne	Corps gras, cheveux noirs et frisés, type *dilaté*.	Petite taille, maigreur, yeux noirs, calvitie.	Rate, vessie, oreille droite, os.	Plomb, jais.
Soleil			Yeux, cœur, cerveau, partie droite du corps.	O , diamant, rubis, saphir.
Lune	NL = période de mort PQ = période de vie et développement PL = maturation DQ = utilisation des force vitales		Système digestif, utérus, partie gauche du corps.	Argent, antimoine, verre, cuir.

- *Les signes du zodiaque.* Ce sont les thèmes astrologiques les plus connus du public ; il est assez navrant de rencontrer des gens sérieux vous dire : « Je suis Scorpion » ou « Je suis Bélier » ; le signe zodiacal situé à l'ascendant du thème astrologique peut avoir, selon les doctrines, des sens divers en fonction de sa situation par rapport aux planètes et de la maison qu'il occupe. Les tableaux qui précèdent ont indiqué les régions du corps que chaque signe « gouverne » ; il faudrait y ajouter les qualités morales ou physiques, les

défauts, les aliments recommandés ou interdits, les occupations à souhaiter, les maladies à craindre, etc.

Prédictions.

L'horoscope de la naissance fournit donc à l'homme crédule un plan général de vie : il va savoir quel sera son destin social, sentimental, physique, quelles amitiés il doit rechercher, quelles activités il lui faut éviter, etc. L'horoscope à un instant donné, c'est-à-dire la comparaison de la figure du ciel à telle date et de la figure du ciel de la naissance, guidera son action jour par jour : s'il est sous l'influence conjuguée de la planète Mars et du signe du Bélier, la conjonction ou l'opposition de cette planète avec Vénus ou avec Jupiter à tel instant sera faste ou néfaste ! Comme les combinaisons astrales sont multiples, il est toujours possible de trouver une explication à tout, de tout prédire et de corriger après coup les prédictions par une nuance qui change tout. Une société astrologique avait prédit que la IVe République se terminerait en juillet 1950 et qu'elle laisserait la place à un régime « vigoureux » ; la IVe République est bien tombée, mais huit ans après la date prédite ; commentaire de ladite société : « Nous avions bien prédit l'événement, nous n'avons fait erreur que sur la date. » Réfléchissons : il n'est pas difficile de prédire à n'importe quel régime politique — surtout lorsqu'il est issu de certains compromis — qu'il se terminera.

Faire une liste d'erreurs astrologiques n'aurait aucun sens, car il est toujours possible de lui faire correspondre une liste de réussites, de même que si je lance mille fois une pièce de monnaie en l'air, j'obtiendrai, à peu de chose près, 500 fois « pile » et 500 fois « face » ; attaquer individuellement tel ou tel groupe, tel ou tel charlatan nous lancerait dans une polémique que ne mérite pas ce tissu de fantaisies, d'affirmations arbitraires qu'est l'astrologie. Nous nous limiterons, dans les lignes qui suivent, à une critique d'ensemble et portant sur les principes.

CONTRE LA SOTTISE ET L'OBSCURANTISME.

Principes d'un examen critique.

Principes et résultats de l'astrologie.

Toute discipline se juge de deux points de vue : dans ses principes et dans ses résultats. Ce qui rend toute discussion impossible avec les astrologues, c'est leur verbiage et, très souvent, leur bêtise ; autant, parfois, discuter avec un enfant de cinq ans qui réclame la Lune ; essayons cependant de réfléchir sur les *bases* de l'astrologie.

Ce ne sont pas les astres pris en eux-mêmes qui ont, selon les astrologues, une influence sur les hommes, mais leurs positions relatives. Or la seule chose que l'on puisse mesurer, c'est la distance angulaire de deux astres ; entre le Soleil et les étoiles qui délimitent les constellations du zodiaque, il y a plusieurs années de lumière de distance ; quand donc on dit que le Soleil « entre dans le Lion », on veut dire que, par un effet de perspective, le Soleil « passe » devant le Lion, dont les étoiles se trouvent à des milliards de kilomètres du Soleil. De plus, les noms donnés aux constellations furent, on le sait, arbitraires ; il n'y a pas plus de lions que de taureaux dans le ciel et Mars n'est qu'un gros caillou ainsi baptisé par les Gréco-Romains. Le Soleil est un astre « mâle » et la Lune un astre « femelle » : comment s'en tirent les astrologues allemands, pour qui le mot Soleil est féminin *(die Sonne)* et le mot Lune masculin *(der Mond)* ?

Quand on a la curiosité de se pencher sur les thèmes astrologiques, on est étonné du tissu d'erreurs purement astronomiques qu'on y rencontre : ignorance de la mesure du temps, de la précession des équinoxes, confusion entre un astre et un autre, etc.

Appel au hasard.

Mais tout cela n'est rien en comparaison de la valeur des résultats obtenus par les astrologues. Les prédictions peuvent se classer en deux catégories : celles qui sont vagues et celles qui sont précises. Quand un diseur d'oracles écrit à son « client » : « Le milieu du mois de janvier verra se réaliser vos désirs sentimentaux », c'est une prédiction vague ; le brave client a, en réserve, de nombreux « désirs sentimentaux » : il peut être en désaccord avec sa fiancée, sa femme, sa maîtresse, ses enfants, etc., et il se passera certainement « quelque chose » d'affectif dans sa vie au cours d'un mois quelconque de l'année (une colère, une joie, une réussite, l'impression d'une réussite, ...) : la prédiction est vague et se réalisera toujours. L'astrologue aurait tout aussi bien pu lui dire : « Il y aura une journée de soleil en janvier » ; il aura toujours raison.

Il est donc toujours possible de faire des prédictions justes quand elles sont vagues. A titre d'expérience, voici une dizaine de prédictions, faites au hasard, et que nous proposons à nos lecteurs : il leur sera facile de vérifier que, à peu de chose près, *elles se réaliseront toujours...* et, croyez-le, l'auteur de ces lignes n'est pas un devin !

Au mois de février de n'importe quelle année :

— vous aurez une grande joie ;

— vous envisagerez un voyage important ;

— vous aurez une discussion violente sur un sujet qui vous tient à cœur ;

— vous connaîtrez un moment de faiblesse physique : surveillez votre gorge, votre estomac et vos jambes ;

— vous profiterez intensément des joies de l'amitié ;

— il se produira dans le monde un événement qui mettra la paix en péril ;

— les « affaires » connaîtront un moment difficile : il faudra résister à la tentation de tout abandonner ou de se décourager, etc.

Les prédictions « précises » et la révélation du passé.

La statistique.

Si je lance en l'air 1 000 pièces de monnaie, il y en a 500 qui retombent sur « face » et 500 qui retombent sur « pile », théoriquement ; en fait, l'expérience nous fera connaître des écarts par rapport à ces moyennes : peut-être y aura-t-il 510 « pile » et 490 « face ». Ces écarts peuvent être évalués en *unités d'écart* selon un procédé mathématique que nous n'exposerons pas ici ; dans notre exemple, on démontre que l'écart de 22 par rapport à la moyenne (c'est-à-dire 522 « face » et 478 « pile ») se rencontre 16 fois sur cent, que l'écart 44 se rencontre 9 fois sur mille, et que l'écart 88 ne se rencontre que 15 fois sur un milliard.

Autrement dit, il est hautement improbable que je gagne 588 parties de pile ou face sur 1 000 parties ; sur le plan humain, on peut même dire que c'est « impossible » : cela ne peut arriver que 15 fois sur un milliard de parties comprenant 1 000 jets de pièces chacune !

Valeur statistique d'une méthode.

Pour éprouver une méthode, il est classique de lui faire subir l'épreuve statistique. Si, par exemple, on veut vérifier la bonne marche d'une machine à frapper la monnaie, il suffit de prendre 1 000 pièces au hasard, fabriquées par cette machine, et de les lancer en l'air : si l'écart par rapport à 500 est faible (inférieur à 22), on peut penser que la machine est régulière, mais si l'écart est grand on peut incriminer la machine ; un écart de 44 ne devant se produire que 5 fois sur mille, on a des raisons de penser que c'est un défaut de fonctionnement qui en est la cause plutôt que le hasard.

Plus généralement, soit n le nombre d'événements étudiés, p la probabilité pour qu'ils aient lieu et q la probabilité contraire ($p + q = 1$) ; l'unité d'écart est :

$$e = 2\ npq$$

l'écart e se produira 16 fois sur cent, l'écart $2e$ 5 fois sur mille et l'écart $4e$ 15 fois sur un milliard. Si donc je prédis n événements en les tirant au sort (par exemple en les inscrivant sur des morceaux de papier qu'on tire d'un chapeau) et si l'on suppose que, pour chaque événement, il n'y a que deux possibilités (vrai ou faux), on peut admettre que la réussite est due au hasard si l'écart ne dépasse pas e, et qu'elle est due à la méthode de prédiction si l'écart dépasse e.

Exemple concret. Soit 20 affirmations du type :

1. Vous avez les yeux bleus.
2. Vous avez une sœur plus âgée que vous.
3. Vous avez envie d'acheter une automobile.
4. Vous avez déjà subi dans le passé une intervention chirurgicale.
5. Vous ferez un voyage en mer.
6. Vous ne fumez pas.
7. Vous connaissez une langue étrangère.
8. Vous avez lu le dernier prix Goncourt.
9. Vous n'aimez pas la viande saignante.
10. Vous possédez un appareil photographique.
11. Vous êtes allé l'année dernière dans un pays étranger.
12. Vous avez les pieds plats.
13. Vous avez un permis de chasse.
14. Vous êtes protestant.
15. Vous avez moins de 30 ans.
16. Votre mère a souffert d'une maladie grave.
17. Vous avez acheté, un jour, un billet de la Loterie nationale.
18. Vous passez vos vacances depuis 4 ans au même endroit.
19. Vous avez arrêté vos études après un échec.
20. Vous avez été témoin d'un événement important.

L'unité d'écart est, d'après la formule indiquée plus haut, légèrement supérieure à 3 ; si donc 13 de ces affirmations sont vraies, au maximum, on peut les considérer comme vraies « par hasard ». Par contre si nous atteignons l'écart 6, et que 16 de ces propositions soient vraies, il n'y a plus que 5 chances pour mille pour que ce succès soit dû au hasard : vous pourrez donc conclure, avec très peu de chances de vous tromper, que l'auteur de ce livre est un véritable devin ! Faites donc le test : proposez les 20 prédictions à vos amis. En général vous aurez entre 7 et 13 vérités, et entre 13 et 7 erreurs : cela est conforme aux lois du hasard.

Astrologie et statistique.

Voulez-vous faire l'épreuve précédente avec un horoscope ? Procédez comme suit :

● *Faites une liste* (comme ci-dessus) de *toutes* les prédictions précises (éliminez les prédictions vagues qui sont *toujours vraies*, comme nous l'avons vu) ; soit n le nombre de ces prédictions.

● *Chaque prédiction étant vraie ou fausse*, calculez l'unité d'écart en prenant la racine carrée du nombre n et en multipliant le résultat par 0,7 (ces calculs correspondent à la formule indiquée plus haut en faisant $p = q = 1/2$ puisqu'on ne considère que deux cas possibles : le vrai et le faux).

● *Ajoutez le nombre ainsi obtenu, e,* à la moitié du nombre n ; par exemple s'il y a 50 prédictions, ajoutez e à 25. Le résultat est donc :

$$(n : 2) + e$$

par exemple, pour 50 prédictions, on a :

$$e = 5 \text{ et } 25 + 5 = 30$$

● *Si le nombre de prédictions exactes* est supérieur au nombre ainsi trouvé (par exemple quand il y a plus de 30 vérités sur 50 affirmations), la méthode de prédiction peut être considérée comme relativement sûre, puisqu'un tel résultat ne se produirait que 5 fois sur mille s'il était tiré au sort ; sinon, la méthode n'a pas plus de valeur qu'un tirage au sort, et la formule de saint Augustin s'applique : « C'est par hasard qu'on prédit vrai » ; on pourrait même ajouter que, selon la remarque humoristique de Voltaire, les astrologues ne sont pas les seuls à avoir le privilège de se tromper toujours.

Conclusion.

Un ouvrage comme celui-ci est destiné à répandre le savoir et non à propager les doctrines obscurantistes, aussi n'épiloguerons-nous pas davantage sur l'astrologie. C'est un fait humain qui a eu sa signification à un certain stade de l'évolution de l'humanité, et qu'on peut encore interpréter comme le signe de cet attachement au mystère, comme une tendance ancestrale dont l'homme ne se débarrassera peut-être jamais totalement : après tout, il est séduisant pour l'imagination de considérer qu'à des milliards et des milliards de kilomètres les étoiles veillent sur nous ; tant qu'il ne s'agit que d'un rêve poétique, le savant s'incline : il est agréable de supposer l'univers construit pour moi et organisé comme je le désire. Mais, avouez-le, n'y a-t-il pas une poésie indicible dans ces galaxies, dans ces univers vastes et aussi pleins que le nôtre que nous avons décrits dans les pages qui précèdent ?

La vérité est plus belle que l'erreur, la science n'est pas un appauvrissement de notre représentation des choses, mais la grandeur de l'homme ; tout ce que nous savons est bien peu de chose en considération de ce que nous ignorons, mais quel triomphe que ce savoir : les équations d'Einstein sont aussi exaltantes que les fresques de la chapelle Sixtine, l'astrologie n'est en comparaison qu'un graffiti.

ANNEXE « ASTRONOMIE »

1 - Unités de mesure.

MANIÈRE D'ÉCRIRE LES NOMBRES

On sépare la partie entière de la partie décimale par une *virgule* (usage français) ou par un *point* (usage anglo-saxon). Lorsqu'il s'agit d'un nombre comportant plusieurs chiffres, on peut, pour faciliter la lecture, le séparer en tranches de trois chiffres; *ces tranches ne sont jamais séparées par des points ni par des virgules.* Les unités ou symboles d'unités sont écrits sur la même ligne que le nombre, après le nombre tout entier (même s'il comprend une partie décimale) ; exemple : on doit écrire 432,57 m et non pas 432 m, 57. L'écriture 432 m, 57 est tolérée si le symbole est écrit en petits caractères ; de toutes façons, cette écriture est à déconseiller formellement.

Lorsqu'il s'agit de très grands nombres (ce qui est fréquent dans le domaine scientifique), on utilise habituellement les puissances de 10 et on écrit :

10^6 pour 1 000 000
10^{-4} pour 0,0001
etc.

Il est cependant parfois nécessaire d'écrire ces nombres en toutes lettres (millions, billions, etc.). Pour énoncer un grand nombre, il faut tenir compte des conventions utilisées dans les différents pays. Il existe de ce point de vue deux règles appelées respectivement la « règle (n — 1) » et la « règle (N) ».

RÈGLE (n — 1).

Elle était utilisée en France jusqu'au décret du 3 mai 1961 relatif aux unités de mesure et au contrôle des instruments de mesure ; elle est couramment employée en Italie et aux États-Unis. Selon cette règle, les dénominations suivantes sont utilisées :

10^6	million
10^9	billion
10^{12}	trillion
10^{15}	quatrillion
10^{18}	quintillion
10^{21}	sextillion
10^{24}	heptillion
etc.	

D'une façon générale, on change d'unité par tranches de trois chiffres conformément au tableau suivant :

quatrillions trillions billions millions
... 000 000 000 000 000 000 000

RÈGLE (N)

Cette règle est légale en France depuis 1961 ; elle est courante en Allemagne, au Danemark, dans le Royaume-Uni et dans la plupart des pays d'Amérique du Sud. On a les dénominations suivantes :

10^6	million
10^{12}	billion
10^{18}	trillion
10^{24}	quatrillion
etc.	

soit :

quatrillions trillions billions millions
... 000000 000000 000000 000000 000000

Cette règle peut être résumée par la formule :

$$10^{6N} = \text{N illions}$$

Il est bon de remarquer que dans les deux règles, *milliard* signifie 10^9; cette dénomination de caractère pratique n'est pas officielle.

SYSTÈME MÉTRIQUE

On appelle « système métrique » un ensemble d'unités de mesure définies rigoureusement et de valeur universelle. C'est en France que fut institué un tel système par la loi du 18 germinal An III (7 avril 1795). La loi du 19 frimaire An VIII (10 décembre 1799) a donné une valeur légale aux *étalons* du mètre et du kilogramme déposés aux archives nationales ; et c'est en 1837 (loi du 4 juillet 1837) que le système métrique fut rendu obligatoire en France à partir du 1er janvier 1840 (les 3 années qui séparaient la loi de son application étant destinées à permettre aux usagers de s'accoutumer aux nouvelles unités et de transformer leurs instruments).

Tel qu'il était conçu par les lois de germinal An III et de frimaire An VIII, le système métrique ne définissait qu'un nombre limité d'unités ; la loi du 2 avril 1919 a étendu le système métrique aux unités de résistance électrique, d'intensité, etc., tandis que la loi du 26 juillet 1919 fixait en outre les unités secondaires (surface, volume, puissance, etc.). Parallèlement à cette évolution des méthodes de mesure en France, l'étranger adoptait le système métrique français (les Pays-Bas en 1816, l'Espagne en 1849, et, à partir de 1860, la plupart des États occidentaux). Un Bureau International des Poids et Mesures fut fondé en 1875 par une convention internationale, dite *Convention du Mètre,* et installée à Sèvres, au pavillon de Breteuil. Sa mission était de construire et de conserver les étalons de mesure et de les comparer aux étalons nationaux des différents États ayant adhéré à la Convention du Mètre. C'est en 1889 que les étalons définitifs du mètre et du kilogramme furent déposés dans les caveaux du pavillon de Breteuil. A l'heure actuelle, une quarantaine d'États ont adhéré à cette convention.

LES SYSTÈMES D'UNITÉS

Le principe de tout système métrique est le suivant : on définit par convention un certain nombre d'unités fondamentales, aussi peu nombreuses que possible, par désir de cohérence logique, et, à partir de ces unités, on définit de proche en proche une série d'unités dérivées ou secondaires. Pendant longtemps, les habitudes des physiciens, des astronomes et des différents savants ont porté sur la rigueur en ce qui concerne en particulier la mesure des quantités électriques. La discussion des qualités et des défauts des différents systèmes d'unités sera entreprise au no **531,** et à propos des différentes têtes de chapitres du volume consacré à la physique. Rappelons ici que le système qui fut pendant longtemps le plus employé avait trois unités de base :

unité de longueur	le centimètre (cm)
unité de masse	le gramme (g)
unité de temps..........	la seconde (s)

C'est pourquoi ce système avait reçu le nom de système *Cm - G - S,* par abréviation système (CGS). En France, le système Mètre - Tonne - Seconde (système MTS) a été le système légal pendant longtemps; en 1935, une commission internationale, tenant compte des problèmes que posaient les mesures électriques, a adopté un système d'unités fondé sur les unités fondamentales suivantes : le mètre, le kilogramme, la seconde et l'ampère (unité d'intensité électrique). Ainsi, se définit en 1950 le système MKSA à 4 unités de base :

unité de longueur	le mètre (M)
unité de masse	le kilogramme (K)
unité de temps..........	la seconde (S)
unité d'intensité de courant	l'ampère (A)

Ce système MKSA, augmenté de deux unités fondamentales (la candela et le degré Kelvin), adopté par la Conférence des Poids et Mesures en octobre 1954 comme système pratique d'unités, a été défini comme *Système International d'Unités* (système SI) par la 11e Conférence des Poids et Mesures en 1960. C'est ce système SI qui est légal en France depuis le 3 mai 1961.

2 - Définitions des unités légales.

UNITÉS DE BASE

● *Mètre* (unité de longueur).
Longueur égale à 1 650 763,73 longueurs d'onde, dans le vide, de la radiation correspondant à la transition entre les niveaux 2 p_{10} et 5 d_5 de l'atome de Krypton 86.

● *Kilogramme* (unité de masse).
Masse du prototype en platine iridié, sanctionné par la Conférence générale des poids et mesures en 1889 et déposé au pavillon de Breteuil, à Sèvres.

● *Seconde* (unité de temps).
Fraction 1/31 556 925,9747 de l'année tropique pour 1900 janvier zéro à 12 heures de temps des éphémérides.

● *Ampère* (unité d'intensité de courant électrique).
Intensité d'un courant électrique constant qui, maintenu dans deux conducteurs parallèles, rectilignes, de longueur infinie, de section circulaire négligeable, et placés à une distance de 1 mètre l'un de l'autre dans le vide, produit, entre ces conducteurs, une force de 2×10^{-7} newton par mètre de longueur, le newton étant l'unité de force définie plus bas.

● *Degré Kelvin* (unité de température).
Degré à l'échelle thermodynamique des températures absolues dans laquelle la température du point triple de l'eau est 273,16 degrés. On peut employer l'échelle Celsius, dont le degré est égal au degré Kelvin et dont le zéro correspond à 273,15 degrés de l'échelle thermodynamique Kelvin.

● *Candela* (unité d'intensité lumineuse).
Intensité lumineuse, dans une direction déterminée, d'une ouverture perpendiculaire à cette direction, ayant une aire de 1/60 de centimètre carré et rayonnant comme un radiateur intégral (corps noir) à la température de solidification du platine.

UNITÉS SECONDAIRES

— Unités géométriques :

● *Aire ou superficie.*
L'unité de superficie est le mètre carré. Le mètre carré est l'aire d'un carré ayant 1 mètre de côté.

● *Volume.*
L'unité de volume est le mètre cube. Le mètre cube est le volume d'un cube ayant 1 mètre de côté.

● *Angle plan.*
L'unité d'angle est le radian. Le radian est l'angle qui, ayant son sommet au centre d'un cercle, intercepte sur la circonférence de ce cercle un arc d'une longueur égale à celle du rayon du cercle.

● *Angle solide.*
L'unité d'angle solide est le stéradian. Le stéradian est l'angle solide qui, ayant son sommet au centre d'une sphère, découpe sur la surface de cette sphère une aire équivalente à celle d'un carré dont le côté est égal au rayon de la sphère.

— Unités de masse :

● *Masse volumique.*
L'unité de masse volumique est le kilogramme par mètre cube, masse volumique d'un corps dont la masse est de 1 kilogramme et le volume de 1 mètre cube.

● *Concentration.*
L'unité de concentration d'un corps déterminé, dans un échantillon, est le kilogramme par mètre cube, concentration d'un échantillon homogène contenant 1 kg du corps considéré dans un volume total de 1 mètre cube.

● *Titre.*
Le titre, en un corps donné, d'un échantillon homogène est le rapport, exprimé en nombre décimal, de la mesure, relative à ce corps, d'une grandeur déterminée et de la mesure, relative à la totalité de l'échantillon, de la même grandeur.

— Unités de temps :

● *Fréquence.*
L'unité de fréquence est le hertz. Le hertz est la fréquence d'un phénomène périodique dont la période est 1 seconde.

— Unités mécaniques :

● *Vitesse.*
L'unité de vitesse est le mètre par seconde, vitesse d'un mobile qui, animé d'un mouvement uniforme, parcourt une distance de 1 mètre en 1 seconde.

● *Accélération.*
L'unité d'accélération est le mètre par seconde, par seconde, accélération d'un mobile, animé d'un mouvement uniformément varié, dont la vitesse varie, en 1 seconde, de 1 mètre par seconde.

● *Force.*
L'unité de force est le newton ; c'est la force qui communique à un corps ayant une masse de 1 kilogramme une accélération de 1 mètre par seconde, par seconde.

● *Travail et énergie.*
L'unité de travail et d'énergie est le joule. Le joule est le travail produit par 1 newton dont le point d'application se déplace de 1 mètre dans la direction de la force.

● *Quantité de chaleur.*
L'unité de quantité de chaleur est le joule, unité d'énergie.

● *Puissance.*
L'unité de puissance est le watt. Le watt est la puissance de 1 joule par seconde.

● *Contrainte et pression.*
L'unité de contrainte et de pression est le pascal. Le pascal est la contrainte qui, agissant sur une surface plane de 1 mètre carré, exerce sur cette aire une force totale de 1 newton.

● *Viscosité dynamique.*
L'unité de viscosité dynamique est le poiseuille. Le poiseuille est la viscosité dynamique d'un fluide dans lequel le mouvement rectiligne et uniforme, dans son plan, d'une surface plane, solide, indéfinie, donne lieu à une force retardatrice de 1 newton par mètre carré de la surface en contact avec le fluide en écoulement relatif devenu permanent, lorsque le gradient de la vitesse du fluide, à la surface du solide et par mètre d'écartement normal à ladite surface, est de 1 mètre par seconde.

● *Viscosité cinématique.*
L'unité de viscosité cinématique est la viscosité cinématique d'un fluide dont la viscosité dynamique est 1 poiseuille et la masse volumique 1 kilogramme par mètre cube.

— Unités électriques :

● *Force électromotrice, différence de potentiel (ou tension).*
L'unité de force électromotrice et de différence de potentiel est le volt. Le volt est la différence de potentiel électrique qui existe entre deux points d'un fil conducteur parcouru par un courant constant de 1 ampère, lorsque la puissance dissipée entre ces deux points est égale à 1 watt.

● *Résistance.*
L'unité de résistance électrique est l'ohm. L'ohm est la résistance électrique qui existe entre deux points d'un fil conducteur lorsqu'une différence de potentiel constante de 1 volt, appliquée entre ces deux points, produit dans ce conducteur un courant de 1 ampère, ledit conducteur n'étant le siège d'aucune force électromotrice.

● *Quantité d'électricité.*
L'unité de quantité d'électricité est le coulomb. Le coulomb est la quantité d'électricité transportée en 1 seconde par un courant de 1 ampère.

● *Capacité électrique.*
L'unité de capacité électrique est le farad. Le farad est la capacité d'un condensateur électrique entre les armatures duquel apparaît une différence de potentiel de 1 volt, lorsqu'il est chargé d'une quantité d'électricité de 1 coulomb.

● *Inductance électrique.*
L'unité d'inductance électrique est le henry. Le henry est l'inductance d'un circuit fermé dans lequel une force électromotrice de 1 volt est produite lorsque le courant électrique qui parcourt le circuit varie uniformément à raison de 1 ampère par seconde.

● *Flux magnétique.*
L'unité de flux magnétique est le weber. Le weber est le flux magnétique qui, traversant un circuit d'une seule spire, y produit une force électromotrice de 1 volt, si on l'amène à zéro en 1 seconde, par décroissance uniforme.

● *Inductance magnétique.*
L'unité d'induction magnétique est le tesla. Le tesla est l'induction magnétique uniforme qui, répartie normalement sur une surface de 1 mètre carré, produit à travers cette surface un flux magnétique total de 1 weber.

— Unités optiques :

● *Flux lumineux.*
L'unité de flux lumineux est le lumen. Le lumen est le flux lumineux émis dans un stéradian par une source ponctuelle uniforme située au sommet de l'angle solide et ayant une intensité de 1 candela.

● *Éclairement.*
L'unité d'éclairement est le lux. Le lux est l'éclairement d'une surface qui reçoit normalement, d'une manière uniformément répartie, un flux lumineux de 1 lumen par mètre carré.

● *Luminance.*
L'unité de luminance est la candela par mètre carré, luminance d'une source dont l'intensité lumineuse est 1 candela et la surface 1 mètre carré.

● *Vergence des systèmes optiques.*
L'unité de vergence d'un système optique est la dioptrie. La dioptrie est la vergence d'un système optique dont la distance focale est 1 mètre, dans un milieu dont l'indice de réfraction est 1.

UNITÉS HORS SYSTÈME

— Unités géométriques :

● *Angle plan.*
Le tour est l'angle au centre qui intercepte sur la circonférence un arc d'une longueur égale à celle de cette circonférence. Le grade est l'angle au centre qui intercepte sur la circonférence un arc d'une longueur égale à 1/400 de cette circonférence. Le degré est l'angle au centre qui intercepte sur la circonférence un arc d'une longueur égale à 1/360 de cette circonférence. La minute d'angle vaut 1/60 de degré. La seconde d'angle vaut 1/60 de minute.

● *Longueur.*
Le mille correspond à la distance moyenne de deux points de la surface de la terre qui ont même longitude et dont les latitudes diffèrent d'un angle de 1 minute.
Sa valeur est fixée conventionnellement à 1 852 mètres. Son emploi est autorisé seulement en navigation (maritime ou aérienne).

— Unités de masse :

● *Masse.*
Dans les transactions relatives aux diamants, perles fines et pierres précieuses, la dénomination de carat métrique peut être donnée au double décigramme.

— Unités de temps :

● *Temps.*
La minute de temps vaut 60 secondes. L'heure vaut 60 minutes. Le jour vaut 24 heures.

— Unités mécaniques :

● *Vitesse.*
Le nœud est la vitesse uniforme qui correspond à 1 mille par heure. Son emploi est autorisé seulement en navigation (maritime ou aérienne).

● *Travail ou énergie.*
Le watt-heure est l'énergie fournie en 1 heure par une puissance de 1 watt. Il vaut 3 600 joules. L'électron-volt, unité d'énergie couramment utilisée en physique nucléaire, est l'énergie acquise par un électron accéléré sous une différence de potentiel de 1 volt. Il vaut $1{,}602 \times 10^{-19}$ joule.

● *Quantité de chaleur.*
La calorie est la quantité de chaleur nécessaire pour élever de 1 degré Celsius la température de 1 gramme d'un corps dont la chaleur massique est égale à celle de l'eau à 15 degrés Celsius sous la pression atmosphérique normale (101 325 pascals). Elle équivaut expérimentalement à 4,1855 joules.

— Unités électriques :

● *Quantité d'électricité.*
L'ampère-heure est la quantité d'électricité transportée en 1 heure par un courant de 1 ampère. Il vaut 3 600 coulombs.

— Unités de la radioactivité :

● *Activité nucléaire.*
L'unité d'activité radionucléaire est le curie. Le curie est l'activité radionucléaire d'une quantité de radioélément (ou nucléide radioactif) pour laquelle le nombre de désintégrations par seconde est de $3{,}7 \times 10^{10}$.

● *Quantité de rayonnement X ou γ.*
L'unité de quantité de rayonnement X ou γ est le roentgen. Le roentgen est la quantité de rayonnement X ou γ telle que l'émission corpusculaire qui lui est associée, dans 0,001293 gramme d'air, produise dans l'air des ions transportant une quantité d'électricité, de l'un ou l'autre signe, égale à $\frac{1}{3 \times 10^9}$ coulomb.

3 - Tableau général des unités de mesure légales

(décret du 3 mai 1961)

Le système de mesures légal est le système métrique à six unités de base appelé, par la Conférence générale des poids et mesures, Système international d'unités SI.

● *Unités de base :* les unités de base du système légal sont le mètre, le kilogramme (masse), la seconde, l'ampère, le degré Kelvin et la candela.

● *Formation des multiples et sous-multiples décimaux de l'unité.* Cette formation résulte du tableau suivant :

FACTEUR par lequel est multipliée l'unité	PRÉFIXE à mettre avant le nom de l'unité	SYMBOLE à mettre avant celui de l'unité
10^{12} soit 1 000 000 000 000	téra	T
10^{9} soit 1 000 000 000	giga	G
10^{6} soit 1 000 000	méga	M
10^{3} soit 1 000	kilo	k
10^{2} soit 100	hecto	h
10^{1} soit 10	déca	da

FACTEUR par lequel est multipliée l'unité	PRÉFIXE à mettre avant le nom de l'unité	SYMBOLE à mettre avant celui de l'unité
10^{-1} soit 0,1	déci	d
10^{-2} soit 0,01	centi	c
10^{-3} soit 0,001	milli	m
10^{-6} soit 0,000 001	micro	μ
10^{-9} soit 0,000 000 001	nano	n
10^{-12} soit 0,000 000 000 001	pico	p
10^{-15} soit 0,000 000 000 000 001	femto	f
10^{-18} soit 0,000 000 000 000 000 001	atto	a

CONVENTIONS

● *Numération des très grands nombres :* pour énoncer les puissances de 10, à partir de 10^{12}, on applique la règle exprimée par la formule :
10^{6N} = (N) illion. Exemples : 10^{12} = billion, 10^{18} = trillion, 10^{24} = quadrillion, 10^{30} = quintillion, 10^{36} = sextillion, etc.

● *Noms des unités :* les noms des unités, même constitués par les noms de savants, sont grammaticalement des noms communs, leur initiale est une lettre minuscule et ils prennent un s au pluriel.

● *Symboles :* lorsque le symbole du multiple ou du sous-multiple d'une unité comporte un exposant, celui-ci ne se rapporte pas seulement à la partie du symbole qui désigne l'unité mais à l'ensemble du symbole.

Par exemple, dam^2 signifie $[dam]^2$, aire du carré ayant un décamètre de côté, soit 100 mètres carrés ; dam^2 ne signifie pas da $[m^2]$, ce qui correspondrait à 10 mètres carrés. Les symboles ne prennent pas la marque du pluriel.

UNITÉS DU SYSTÈME SI				MULTIPLES ET SOUS-MULTIPLES DÉCIMAUX C.G.S. (1) ou ayant une dénomination particulière			UNITÉS HORS SYSTÈME			OBSERVATIONS
Grandeur	Dénomination	Symbole	Définition	Dénomination	Symbole	Valeur en SI	Dénomination	Symbole	Valeur en SI	
I. — Unités géométriques.										
Longueur	MÈTRE	m	Longueur égale à 1 million 650 763,73 longueurs d'onde, dans le vide, de la radiation correspondant à la transition entre les niveaux 2 p_{10} et 5 d_5 de l'atome de krypton 86.	*Centimètre* *Micron*	cm μ	10^{-2} 10^{-6}	*Mille*	....	1 852	La mise en pratique de la définition du mètre en longueurs d'onde se fera dans les conditions fixées par le Comité international des poids et mesures et la Conférence générale des poids et mesures. *Étalon.* — L'ancien étalon national du mètre, constitué par la copie n° 8 du prototype international en platine iridié, sanctionné par la Conférence générale des poids et mesures en 1889, sera conservé dans les conditions fixées à l'article 7 du décret. *Mille.* — Le mille correspond à la distance moyenne de deux points de la surface de la Terre qui ont même longitude et dont les latitudes diffèrent d'un angle de 1 minute. Sa valeur est fixée conventionnellement à 1 852 mètres. Son emploi est autorisé seulement en navigation (maritime ou aérienne).
Aire ou superficie	MÈTRE CARRÉ	m^2	Aire d'un carré ayant 1 mètre de côté.	*Are* *Centimètre carré*	a cm^2	10^{2} 10^{-4}				*Are.* — L'are est employé pour mesurer les surfaces agraires.
Volume	MÈTRE CUBE	m^3	Volume d'un cube ayant 1 mètre de côté.	*Litre* *Stère* *Centimètre cube*	1 st cm^3	10^{-3} 1 10^{-6}				*Litre.* — Le mot « litre » peut être utilisé comme un nom spécial donné au décimètre cube, mais il ne doit pas être employé pour exprimer les résultats des mesures de volume de haute précision. *Stère.* — Le stère est employé pour mesurer le volume du bois de chauffage empilé.

(1) Les unités du système C.G.S. sont écrites en italique.

TABLEAU 3

UNITÉS DU SYSTÈME SI				MULTIPLES ET SOUS-MULTIPLES DÉCIMAUX C.G.S. ou ayant une dénomination particulière			UNITÉS HORS SYSTÈME			OBSERVATIONS
Grandeur	**Dénomination**	**Symbole**	**Définition**	**Dénomination**	**Symbole**	**Valeur en SI**	**Dénomination**	**Symbole**	**Valeur en SI**	
Angle plan	***RADIAN***	**rd**	Angle qui, ayant son sommet au centre d'un cercle, intercepte, sur la circonférence de ce cercle, un arc d'une longueur égale à celle du rayon du cercle.				***Tour*** ***Grade*** ***Degré*** ***Minute*** ***Seconde***	**tr** **gr** ° ′ ″	**2 π** **π/200** **π/180** **π/10 800** **π/648 000**	On peut aussi employer le symbole rad pour radian. En astronomie et en navigation, il peut être fait usage de l'heure d'angle qui vaut (2π : 24) radian, soit 15 degrés.
Angle solide	***STÉRADIAN***	**sr**	Angle solide qui, ayant son sommet au centre d'une sphère, découpe, sur la surface de cette sphère, une aire équivalente à celle d'un carré dont le côté est égal au rayon de la sphère.							
II. — Unités de masse.										
Masse	***KILO-GRAMME***	**kg**	Masse du prototype en platine iridié qui a été sanctionné par la Conférence générale des poids et mesures tenue à Paris en 1889 et qui est déposé au pavillon de Breteuil, à Sèvres.	***Tonne*** ***Gramme***	**t** **g**	10^3 10^{-3}	***Carat métrique***	....	2.10^{-4}	*Étalon.* — Pour la France, l'étalon du kilogramme est la copie n° 35 du kilogramme prototype international. *Quintal.* — La masse de 100 kilogrammes peut être appelée quintal (symbole q). *Carat métrique.* — Le carat métrique est employé dans le commerce des diamants, perles fines et pierres précieuses.
Masse volumique	***KILO-GRAMME PAR MÈTRE CUBE***	**kg/m³**	Masse volumique d'un corps dont la masse est 1 kilogramme et le volume 1 mètre cube.	***Gramme par centimètre cube***	**g/cm³**	10^3				*Densité (Densité relative).* — Il n'y a pas d'unité de densité étant donné que la densité d'un corps homogène est le rapport, exprimé en nombre décimal, de la masse volumique de ce corps à la masse volumique d'un corps de référence, dans des conditions qui doivent être spécifiées pour les deux corps. — En général, les corps de référence sont : l'eau pour les solides et les liquides et l'air pour les gaz. — Il est interdit d'exprimer la densité d'un corps autrement que par le nombre décimal défini ci-dessus.
Concentration	***KILO-GRAMME PAR MÈTRE CUBE***	**kg/m³**	Concentration d'un échantillon homogène contenant 1 kilogramme du corps considéré dans un volume total de 1 mètre cube.	***Gramme par centimètre cube***	**g/cm³**	10^3				Le titre, en un corps donné, d'un échantillon homogène est le rapport, exprimé en nombre décimal, de la mesure, relative à ce corps, d'une grandeur déterminée et de la mesure, relative à la totalité de l'échantillon, de la même grandeur. Le mot « titre » doit être accompagné d'un qualificatif : tel que « pondéral » ou « volumique »; à défaut de qualificatif, le mot « titre » doit s'entendre comme « titre pondéral ».
III. — Unités de temps.										
Temps	***SECONDE***	**s**	Fraction 1/31 556 925,974 7 de l'année tropique pour 1900 janvier zéro, à 12 heures de temps des éphémérides.	***Seconde***	**s**	**I**	***Minute*** ***Heure*** ***Jour***	**mn** **h** **j**	**60** **3 600** **86 400**	On peut aussi employer les symboles min pour minute et d pour jour. Pour la minute, le symbole m peut être employé lorsqu'il ne saurait y avoir d'ambiguïté, par exemple lorsque le temps exprimé comprend non seulement des minutes mais aussi des heures ou des secondes.

UNITÉS DU SYSTÈME SI				MULTIPLES ET SOUS-MULTIPLES DÉCIMAUX C.G.S. ou ayant une dénomination particulière			UNITÉS HORS SYSTÈME			OBSERVATIONS
Grandeur	**Dénomination**	**Symbole**	**Définition**	**Dénomination**	**Symbole**	**Valeur en SI**	**Dénomination**	**Symbole**	**Valeur en SI**	
Fréquence	**HERTZ**	**Hz**	Fréquence d'un phénomène périodique dont la période est 1 seconde.							Dans les télécommunications, le hertz est parfois appelé « cycle par seconde ».
					IV. Unités mécaniques.					
Vitesse	**MÈTRE PAR SECONDE**	**m/s**	Vitesse d'un mobile qui, animé d'un mouvement uniforme, parcourt une distance d'un mètre en une seconde.	***Centimètre par seconde***	**cm/s**	**10^{-2}**	***Nœud***	....	**$\frac{1\,852}{3\,600}$**	*Nœud.* – Le nœud est la vitesse uniforme qui correspond à 1 mille par heure. Son emploi est autorisé seulement en navigation (maritime ou aérienne).
Accélération	**MÈTRE PAR SECONDE, PAR SECONDE**	**m/s^2**	Accélération d'un mobile, animé d'un mouvement uniformément varié, dont la vitesse varie, en une seconde, d'un mètre par seconde.	***Gal***	**cm/s^2**	**10^{-2}**				
Force	**NEWTON**	**N**	Force qui communique à un corps ayant une masse de 1 kilogramme une accélération de 1 mètre par seconde, par seconde.	***Dyne***	**dyn**	**10^{-5}**				*Newton.* – Le newton est le millième du sthène, unité du système MTS.
Énergie, Travail ou Quantité de chaleur	**JOULE**	**J**	Travail produit par une force de 1 newton dont le point d'application se déplace de 1 mètre dans la direction de la force.	***Erg***	....	**10^{-7}**	***Watt-heure*** ***Électron-volt*** ***Calorie*** ***Thermie (ou méga-calorie)*** ***Frigorie***	**Wh** **eV** **cal** **th** **fg**	**3 600** **$1{,}602.10^{-19}$** **4,1855** **$4{,}1855.10^{6}$** **$-4{,}1855.10^{3}$**	*Électron-volt.* – L'électron-volt, unité d'énergie utilisée couramment en physique nucléaire, est l'énergie acquise par un électron accéléré sous une différence de potentiel de 1 volt. *Calorie.* – La calorie est la quantité de chaleur nécessaire pour élever de 1°C la température d'un gramme d'un corps dont la chaleur massique est égale à celle de l'eau à 15°C sous la pression atmosphérique normale (101 325,0 pascals). *Frigorie.* – Dans les industries frigorifiques, les quantités de chaleur enlevées peuvent être évaluées en frigories. La frigorie est une kilocalorie négative. *Valeur 4,1855.* – 4,1855 est une valeur expérimentale résultant des déterminations les plus récentes.
Puissance	**WATT**	**W**	Puissance de 1 joule par seconde.	***Erg par seconde***	....	**10^{-7}**				
Contrainte et pression	**PASCAL**	**Pa**	Contrainte qui, agissant sur une surface plane de 1 mètre carré, exerce sur cette aire une force totale de 1 newton. Pression uniforme qui, agissant sur une surface plane de 1 mètre carré, exerce perpendiculairement à cette surface une force totale de 1 newton.	***Bar*** ***Barye***	.... **dyn/cm^2**	**10^{5}** **10^{-1}**				*Contrainte et pression.* – La contrainte s'exerçant sur un élément de surface est le quotient, par l'aire de cet élément, de la force qui lui est appliquée. C'est un vecteur dirigé comme la force. Ce vecteur peut être oblique ; s'il est normal on le nomme pression ; s'il est tangentiel on le nomme cission. La notion de contrainte intervient surtout dans l'étude de la résistance des matériaux. *Bar.* – Le bar équivaut à l'hectopièze, multiple décimal de l'unité du système MTS. *Pression atmosphérique normale.* – La pression atmosphérique normale (0,76 mètre de mercure à 0°C, sous l'accélération normale de la pesanteur 9,80665 m/s^2) est égale à 101 325 pascals.

TABLEAU 3

UNITÉS DU SYSTÈME SI				MULTIPLES ET SOUS-MULTIPLES DÉCIMAUX C.G.S. ou ayant une dénomination particulière			UNITÉS HORS SYSTÈME			OBSERVATIONS
Grandeur	Dénomination	Symbole	Définition	Dénomination	Symbole	Valeur en SI	Dénomination	Symbole	Valeur en SI	
Viscosité dynamique	**POISEUILLE**	Pl	Viscosité dynamique d'un fluide dans lequel le mouvement rectiligne et uniforme, dans son plan, d'une surface plane, solide, indéfinie, donne lieu à une force retardatrice de 1 newton par mètre carré de la surface en contact avec le fluide en écoulement relatif devenu permanent, lorsque le gradient de la vitesse du fluide, à la surface du solide et par mètre d'écartement normal à ladite surface, est de 1 mètre par seconde.	*Poise*	Po	10^{-1}				*Viscosité dynamique.* — La viscosité dynamique est aussi appelée viscosité.
Viscosité cinématique		m^2/s	L'unité de viscosité cinématique est la viscosité cinématique d'un fluide dont la viscosité dynamique est 1 poiseuille et la masse volumique 1 kg par mètre cube.	*Stokes*	St	10^{-4}				
V. — Unités électriques.										
Intensité de courant électrique	**AMPÈRE**	A	Intensité d'un courant constant qui, maintenu dans deux conducteurs parallèles, rectilignes, de longueur infinie, de section circulaire négligeable et placés à une distance de 1 mètre l'un de l'autre, dans le vide, produit, entre ces conducteurs, une force de 2.10^{-7} newton par mètre de longueur.	*Uem C.G.S.*	....	10				
Force électromotrice et différence de potentiel (ou tension)	**VOLT**	V	Différence de potentiel qui existe entre deux points d'un fil conducteur parcouru par un courant constant de 1 ampère lorsque la puissance dissipée entre ces points est égale à 1 watt.	*Uem C.G.S.*	....	10^{-8}				*Volt.* — Le volt est pratiquement égal à 1/1,0186 de la force électromotrice, à la température de 20°C, de l'élément Weston normal (neutre et saturé) au sulfate de cadmium.
Résistance électrique	**OHM**	Ω	Résistance électrique qui existe entre deux points d'un fil conducteur lorsqu'une différence de potentiel de 1 volt, appliquée entre ces deux points, produit dans ce conducteur un courant de 1 ampère, ledit conducteur n'étant le siège d'aucune force électromotrice.	*Uem C.G.S.*	....	10^{-9}				
Quantité d'électricité	**COULOMB**	C	Quantité d'électricité transportée en 1 seconde par un courant de 1 ampère.	*Uem C.G.S.*	....	10	*Ampère heure*	Ah	3 600	
Capacité électrique	**FARAD**	F	Capacité d'un condensateur électrique entre les armatures duquel apparaît une différence de potentiel de 1 volt lorsqu'il est chargé d'une quantité d'électricité égale à 1 coulomb.	*Uem C.G.S.*	....	10^{9}				

UNITÉS DU SYSTÈME SI				MULTIPLES ET SOUS-MULTIPLES DÉCIMAUX C.G.S. ou ayant une dénomination particulière			UNITÉS HORS SYSTÈME			OBSERVATIONS
Grandeur	Dénomination	Symbole	Définition	Dénomination	Symbole	Valeur en SI	Dénomination	Symbole	Valeur en SI	
Inductance électrique	***HENRY***	**H**	Inductance électrique d'un circuit fermé dans lequel une force électromotrice de 1 volt est produite lorsque le courant électrique qui parcourt le circuit varie uniformément à raison de 1 ampère par seconde.	***Uem C.G.S.***	....	**10^{-9}**				
Flux magnétique	***WEBER***	**Wb**	Flux magnétique qui, traversant un circuit d'une seule spire, y produit une force électromotrice de 1 volt si on l'amène à zéro en 1 seconde par décroissance uniforme.	***Maxwell***	**M**	**10^{-8}**				
Induction magnétique	***TESLA***	**T**	Induction magnétique uniforme qui, répartie normalement sur une surface de 1 mètre carré, produit à travers cette surface un flux magnétique total de 1 weber.	***Gauss***	**G**	**10^{-4}**				
VI. — Unités calorifiques.										
Température	***DEGRÉ KELVIN*** ***DEGRÉ CELSIUS***	**°K** **°C**	Degré de l'échelle thermodynamique des températures absolues dans laquelle la température du point triple de l'eau est 273,16 degrés. Le degré Celsius est égal au degré Kelvin. Le zéro de l'échelle Celsius correspond à 273,15 degrés de l'échelle thermodynamique Kelvin ci-dessus définie.							*Températures Celsius.* — Les températures Celsius, déduites de l'échelle thermodynamique Kelvin, sont pratiquement déterminées selon l'échelle internationale des températures et conformément aux règles fixées par la Conférence générale des poids et mesures.
Quantité de chaleur			Voir Unités mécaniques (Energie).							
VII. — Unités optiques.										
Intensité lumineuse	***CANDELA***	**cd**	Intensité lumineuse, dans une direction déterminée, d'une ouverture perpendiculaire à cette direction, ayant une aire de 1/60 de centimètre carré et rayonnant comme un radiateur intégral (corps noir) à la température de solidification du platine.							*Etalon.* — Dans la réalisation matérielle de l'étalon, le radiateur intégral doit être établi sous la forme décrite dans les procès-verbaux du Comité international des poids et mesures.
Flux lumineux	***LUMEN***	**lm**	Flux lumineux émis dans 1 stéradian par une source ponctuelle uniforme placée au sommet de l'angle solide et ayant une intensité lumineuse de 1 candela.							

TABLEAU 3

UNITÉS DU SYSTÈME SI				MULTIPLES ET SOUS-MULTIPLES DÉCIMAUX C.G.S. ou ayant une dénomination particulière			UNITÉS HORS SYSTÈME			OBSERVATIONS
Grandeur	**Dénomination**	**Symbole**	**Définition**	**Dénomination**	**Symbole**	**Valeur en SI**	**Dénomination**	**Symbole**	**Valeur en SI**	
Éclairement	***LUX***	**lx**	Eclairement d'une surface qui reçoit normalement, d'une manière uniformément répartie, un flux lumineux de 1 lumen par mètre carré.	***Phot***	**ph**	**10^4**				
Luminance	***CANDELA PAR MÈTRE CARRÉ***	**cd/m²**	Luminance d'une source de 1 mètre carré de surface émissive dont l'intensité lumineuse est 1 candela.							*Luminance.* — La luminance était précédemment appelée « brillance ».
Vergence des systèmes optiques	***DIOPTRIE***	δ	Vergence d'un système optique dont la distance focale est de 1 mètre dans un milieu dont l'indice de réfraction est 1.							*Vergence des systèmes optiques.* — La vergence était précédemment appelée « puissance ». La vergence des systèmes optiques s'exprime en dioptries par l'inverse de leur distance focale donnée en mètres. La vergence positive prend le nom de convergence. La vergence négative prend le nom de divergence.
			VIII. — Unités de la radioactivité.							
Activité radionucléaire		**s^{-1}**					***Curie***	**Ci**	**$3{,}7.10^{10}$**	*Curie.* — Le curie est l'activité radionucléaire d'une quantité de radioélément (ou nucléide radioactif) pour laquelle le nombre de désintégrations par seconde est $3{,}7 \times 10^{10}$. La masse de radium dont l'activité radionucléaire est 1 curie est très voisine de 1 gramme.
Quantité de rayonnements X ou γ							***Rœntgen***	**R**		*Rœntgen.* — Le rœntgen est la quantité de rayonnement X ou γ telle que l'émission corpusculaire qui lui est associée, dans 0,001293 gramme d'air, produise, dans l'air, des ions transportant une quantité d'électricité, de l'un ou l'autre signe, égale à $\frac{1}{3 \cdot 10^9}$ coulomb. ($3^{-1}.10^{-9}$ coulomb équivaut à 1 unité électrostatique C.G.S.).



Phot R. Allard

4 - Comparaisons de quelques unités.

Voici d'abord un tableau donnant les noms des unités de mesure dans les anciens systèmes et dans le Système International :

Grandeur	CGS	MTS	MKGFS	SI
Force	Dyne	Sthène	Kilogramme-force	Newton
Énergie ou travail	Erg	Kilojoule	Kilogrammètre	Joule
Chaleur	Calorie	Thermie		Kilocalorie
Puissance	Erg par seconde	Kilowatt	Kilogrammètre par seconde	Watt
Pression	Barye	Pièze	Kilogramme-force par mètre carré	Pascal

Autres unités utilisées :

- **Force :** La *mégadyne* qui vaut 10^6 dynes.
- **Puissance :** Le *cheval-vapeur* (1 ch ≃ 736 watts) et le *horse-power* (1 HP=76 kgm/s alors que 1 ch=75 kgm/s).
- **Énergie :** Le *watt-heure* (3 600 joules) et le *kilowatt-heure* (3 600 000 joules) ; en physique corpusculaire on utilise *l'électron-volt (eV)* qui vaut $1{,}60209 \times 10^{-19}$ joule, et ses multiples : le *mégaélectron-volt* (1 MeV=10^6 eV) et le *gigaélectron-volt* (1 GeV=10^9 eV). On rappelle, en outre que 1 calorie=4,1855 joules.
- **Pression :** Le *bar* vaut 10^6 baryes ou 100 pièzes ; le *millibar* est utilisé en météorologie (il vaut $\frac{1}{1\,000}$ de bar, soit 1 000 baryes) ; on utilise ainsi la hauteur du mercure dans un baromètre (pressions mesurées en *millimètres de mercure*) et *l'atmosphère normale* (voir tableaux ci-dessous).

COMPARAISON DES UNITÉS DE FORCE

NOM	Dyne	Sthène	Kilogramme-force	Newton
Dyne	1	10^8	$1{,}019716 \times 10^{-6}$	10^{-5}
Sthène	10^{-8}	1	101,9716	1000
Kilogramme-force	980665	0,00980665	1	9,80665
Newton	100000	0,001	0,1019716	1

COMPARAISON DES UNITÉS D'ÉNERGIE (OU DE TRAVAIL)

NOM	Erg	Joule	Watt-heure	Kilogramme-force	Calorie
Erg	1	10^{-7}	$27{,}7778 \times 10^{-12}$	$10{,}19716 \times 10^{-9}$	$23{,}8920 \times 10^{-9}$
Joule	10^7	1	$0{,}277778 \times 10^{-3}$	0,101972	0,238920
Watt-heure	36×10^{-9}	3 600	1	367,098	860,11
Kilogrammètre	$98{,}0665 \times 10^6$	9,80665	$2{,}72407 \times 10^{-3}$	1	2,34270
Calorie	$41{,}855 \times 10^6$	4,1855	$1{,}16264 \times 10^{-3}$	0,426858	1

COMPARAISON DES UNITÉS DE PUISSANCE

NOM	Unité CGS (erg/s)	Kilowatt	Cheval-vapeur	Kilogrammètre par seconde
Unité CGS (erg/s)	1	10^{-10}	$135{,}9622 \times 10^{-12}$	$10{,}19716 \times 10^{-9}$
Kilowatt	10^{10}	1	1,359622	101,9716
Cheval-vapeur	$7{,}354988 \times 10^9$	0,7354988	1	75
Kilogrammètre	$98{,}0665 \times 10^6$	$9{,}80665 \times 10^{-3}$	$13{,}33333 \times 10^{-3}$	1

COMPARAISON DES UNITÉS DE PRESSION

NOM	Hectopièze ou Bar (=100 000 SI)	Kilogramme-force par cm²	Millimètre de mercure	Atmosphère
Hectopièze	1	1,019716	750,0616	0,9869231
Kilogramme-force par cm²	0,980665	1	735,5591	0,9678410
Millimètres de mercure	0,001333224	0,00135951	1	0,001315789
Atmosphère normale	1,013250	1,033228	760	1

5 - Principales unités de mesure antérieures au système métrique.

Nom des mesures	Équivalences dans le Système Métrique
Longueur	
1 toise	1,9490366 m
1 pied	0,3248394 m
1 pouce	2,706995 cm
1 ligne	0,225583 cm
(1 toise = 6 pieds ; 1 pied = 12 pouces ; 1 pouce = 12 lignes)	
Superficie	
1 toise carré	3,798743 m²
1 pied carré	0,105521 m²
1 pouce carré	7,32782 cm²
1 ligne carré	0,05089 cm²
Volume	
1 toise cube	7,403890 m³
1 pied cube	0,034277 m³
1 pouce cube	19,836377 cm³
1 ligne cube	0,011479 cm³
Les liquides se mesurent en muids, avec les équivalences suivantes : 1 muid = 8 pieds cubes = 2 feuillettes = 228 pintes = 274 litres. Les matières sèches (grains, etc.) se mesurent en setiers avec les équivalences : 1 setier = 12 boisseaux = 152 litres	
Masse	
1 livre	489,50585 g
1 marc	244,7529 g
1 once	30,594 g
1 gros	3,824 g
1 grain	0,053 g
avec les équivalences ;	
1 gros	72 grains
1 once	8 gros
1 marc	8 onces
1 livre	16 onces
Mesures agraires	
1 arpent (Eaux et Forêts)	5 107,198 m²
1 arpent (Paris)	3 418,869 m²
1 perche (Eaux et Forêts)	51,0720 m²
1 perche (Paris)	34,1887 m²

6 - Mesures anglo-saxonnes.

Le Royaume-Uni et les États-Unis d'Amérique utilisent couramment le Système International SI, avec le mètre comme unité de longueur et le kilogramme comme unité de masse ; mais ces systèmes ne sont pas obligatoires comme en France par exemple, et dans de nombreux textes scientifiques ou encore pour l'utilisation courante on se sert des mesures dont la liste suit :

Nom des mesures	Équivalences dans le Système Métrique
Longueur	
Mile (1 760 yards)	1 609,344 m
Furlong (220 yards)	201,168 m
Chain (22 yards)	20,1168 m
Yard	0,9144 m
Foot (1/3 de yard)	0,3048 m
Inch (1/12 de foot)	0,0254 m
Surface	
Square mile (640 acres)	258,999 ha
Acre (4 840 square yards)	40,4686 a
Rood (1 210 square yards)	10,1171 a
Square yard	0,8361274 m^2
Square foot	0,092903 cm^2
Square inch	6,4516 cm^2

Nom des mesures	Équivalences dans le Système Métrique	
Volume		
Cubic yard	764,755 dm^3	
Cubic foot	28,3168 dm^3	
Cubic inch	16,3871 cm^3	
Capacité		
	Royaume-Uni	*États-Unis*
Gallon	4,5461 l	3,7854 l
Quart de gallon	1,1365 l	0,9464 l
Pint	0,56826 l	0,47318 l
Gill	0,14207 l	0,11829 l
Fluid ounce	28,430162 ml	29,5736 ml
Fluid drachm	3,55165 ml	3,6967 ml
Minim	0,059194 ml	0,061612 ml
Bushel	36,3689 l	35,2391 l
Peck	9,09222 l	8,80978 l

Nom des mesures	Équivalences dans le Système Métrique
Masse	
Ton	1 016,0469 kg
Short ton	907,1847 kg
Hundredweight	50,802345 kg
Cental	45,359237 kg
Quarter	12,700586 kg
Stone	6,350293 kg
Pound	0,45359237 kg
Ounce	28,349523 g
Dram	1,7718452 g
Grain	64,79891 mg
Ounce troy	31,103477 g
Pennyweight	1,5551738 g
Ounce apothecaries	31,103477 g
Drachm	3,8879346 g
Scruple	1,2959782 g

7 - Mesures utilisées sur les cartes marines et aéronautiques.

Distances terrestres

Elles sont en général mesurées en unités SI (mètre ou son multiple le kilomètre). Les pays anglo-saxons utilisent le *statute mile* qui vaut 1 609,34 m et le *yard* qui vaut 0,9144 m.

Altitudes

Tous les pays utilisent le Système Métrique, sauf les pays anglo-saxons qui utilisent généralement le pied (*foot*) qui vaut 0,3048 m.

Distances en mer

On se sert universellement du *mille marin* dont la valeur internationale, établie en 1906 et adoptée depuis 1929 par la plupart des nations maritimes (sauf le Royaume-Uni et les pays du Commonwealth), vaut 1 852 m. Pour les pays maritimes qui font exception, on utilise le *nauticalmile* qui vaut 1 853,1824 m.

Vitesses en mer

Elles s'expriment en *nœuds*. Un nœud équivaut à un mille marin par heure, soit 0,5144 m par seconde ou 1,85184 km/h.

Profondeurs

Ici aussi les unités utilisées sont des unités du Système Métrique, sauf dans les pays anglo-saxons, la République Argentine, le Pérou, l'Équateur, Israël et la Turquie qui mesurent les profondeurs en *feet* (0,3048 m) ou en *fathoms* (1 fathom = 6 feet).

Certaines cartes anciennes espagnoles utilisent pour mesurer les profondeurs les unités de Burgos : le pied de Burgos (0,278635 m) et la brasse de Burgos (1,671810 m).

Le problème des cartes aéronautiques. Les cartes anglo-saxonnes éditées notamment pendant la guerre de 1939-1945 utilisent les unités britanniques (altitudes en *pieds*, distances en *statute miles*, profondeurs en *fathoms*). Depuis la Seconde Guerre mondiale, les cartes aéronautiques sont publiées tantôt en unités métriques, tantôt en unités britanniques (ce sont les plus nombreuses). L'accord international n'a pas encore été établi sur ce point.

INDEX

Achevé d'imprimer en Italie
sur les presses de GEA à Milan
le 5 mars 1986.
Dépôt légal mars 1986.
Dépôt légal 1re édition: juillet 1985.